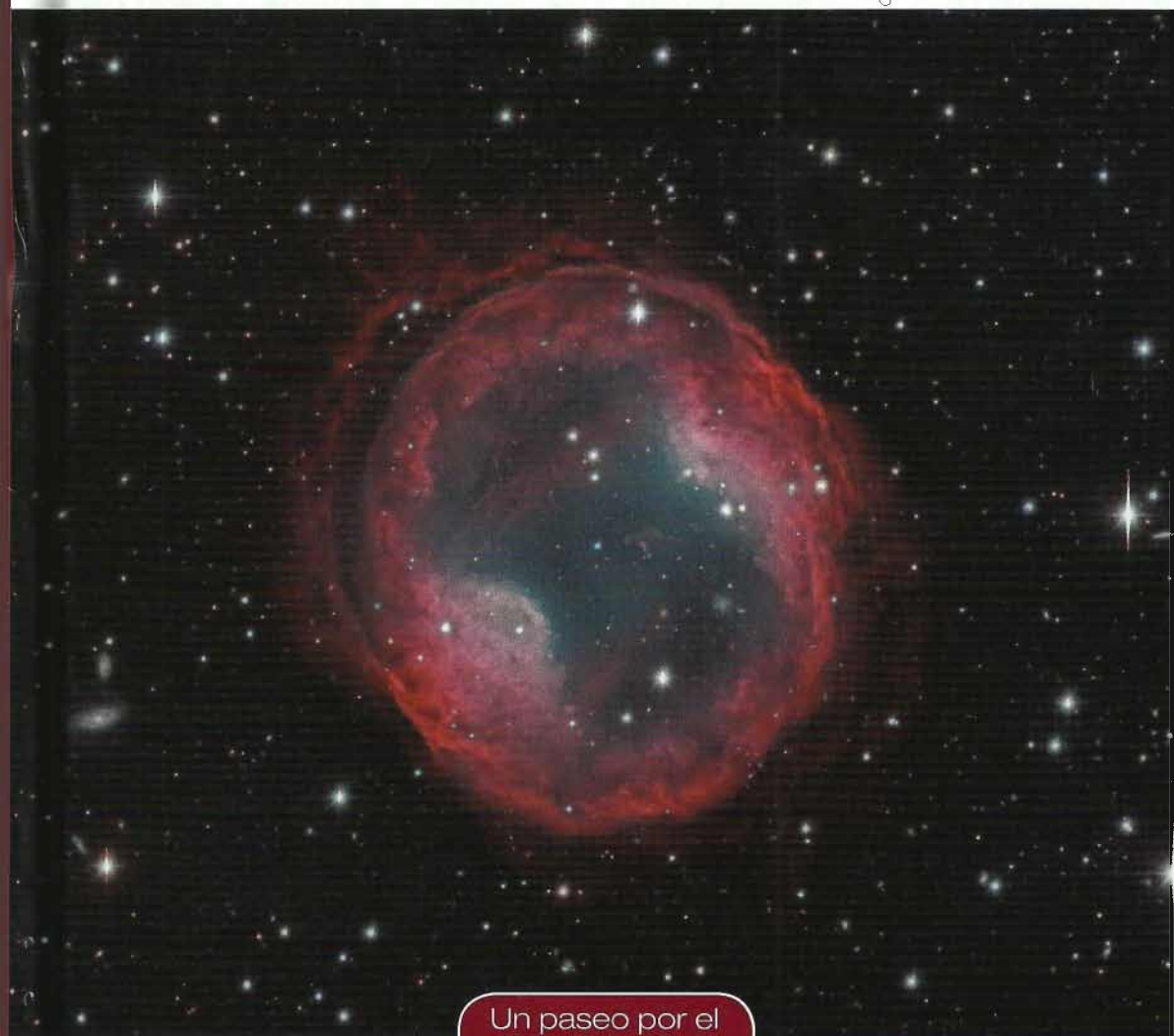


La evolución estelar

Nuestro origen
en las estrellas



Un paseo por el
COSMOS

EXLIBRIS Scan Digit



The Doctor y La Comunidad

Redigitalización: The Doctor

<http://thedoctorwho1967.blogspot.com.ar/>

<http://el1900.blogspot.com.ar/>

<http://librosrevistasinteresesanexo.blogspot.com.ar/>

<https://labibliotecadeldrmoeau.blogspot.com/>

La evolución estelar

Nuestro origen
en las estrellas

RBA

Imagen de cubierta: Nebulosa planetaria PK164+31.1, en la constelación del Lince. Durante la crisis energética final, las estrellas ligeras expulsan al espacio interestelar sus capas externas, que conforman la nebulosa observable, y en el centro queda un residuo en forma de estrella enana blanca.

Dirección científica de la colección: Manuel Lozano Leyva

© David Galadí-Enríquez por el texto
© RBA Contenidos Editoriales y Audiovisuales, S.A.U.
© 2016, RBA Coleccionables, S.A.

Realización: EDITEC

Diseño cubierta: Llorenç Martí

Diseño interior: tactilestudio

Infografías: Joan Pejoan

Fotografías: Archivo RBA: 17, 21i, 21d; CAHA/Fundación Descubre/DSA/OAUV, Vicent Peris, Gilles Bergond: 72-73; CAHA-Fundación Descubre-DSA-OAUV, Vicent Peris (DSA/OAUV), José Luis Lamadrid (DSA/CEFC), Jack Harvey (DSA/SSRO), Steve Mazlin (DSA/SSRO), Ana Guijarro (CAHA): 107a; ESA/Hubble & ESO: 157; Fundación Descubre/CAHA/OAUV/DSA, Vicent Peris (OAUV), Jack Harvey (SSRO): portada; David A. Hardy/SPL/AGE Fotostock: 149; NASA, C.R. O'Dell y S.K. Wong (Universidad Rice): 45; NASA/CXC/STScI/JPL-Caltech/UIUC/Universidad de Minnesota: 125; NASA, ESA, AURA/Caltech: 93b; NASA, ESA, Hubble Heritage Team (STScI/AURA)-ESA/Hubble Collaboration, A. Evans (Universidad de Virginia en Charlottesville/NRAO/Universidad Stony Brook): 143; NASA/JPL-Caltech: 83, 107b; Observatorio Europeo Austral (ESO): 68-69, 93a; Observatorio Europeo Austral (ESO)/M. McCaughrean: 81; Observatorio Europeo Austral (ESO)/S. Guisard: 133.

Reservados todos los derechos. Ninguna parte de esta publicación puede ser reproducida, almacenada o transmitida por ningún medio sin permiso del editor.

ISBN: 978-84-473-8561-4
Depósito legal: B-9884-2016

Impreso y encuadernado en Rodesa, Villatuerta (Navarra)
Impreso en España - Printed in Spain

SUMARIO

INTRODUCCIÓN	7
CAPÍTULO 1	Equipaje para el viaje a las estrellas 13
CAPÍTULO 2	Primeras etapas de la evolución estelar 61
CAPÍTULO 3	El futuro del Sol 95
CAPÍTULO 4	Los pesos pesados 117
CAPÍTULO 5	La evolución estelar en su contexto astrofísico 137
LECTURAS RECOMENDADAS	161
ÍNDICE	163

Gotinga, Alemania, verano de 1927. Tras una conversación inspiradora con su colega británico Robert d'Escourt Atkinson, el asombroso físico austriaco Fritz Houtermans descubrió la fuente de la energía de las estrellas. Pocos días después, tras haber redactado el artículo en el que plasmaban la solución de ese misterio, el joven Houtermans salió a pasear por la ciudad con una bella muchacha. Se iba haciendo de noche e iban apareciendo las estrellas una tras otra. «¡Qué bonito cuando relucen!», exclamó ella. Quizá creyendo que lograría impresionarla, Fritz adoptó un aire solemne y anunció: «¡Pues desde ayer mismo, sé por qué brillan!». La revelación no surtió el efecto esperado. Años después, Houtermans comentaba: «Quizá no me creyera, aunque es más probable que el asunto no le importara un comino».

Y sin embargo, aquellas jornadas de verano en la Europa prebélica marcaron un cambio radical en la visión que la humanidad tiene del cosmos, y de sí misma. Generaciones se sucedieron a lo largo de los siglos sin comprender, ni de lejos, qué son las estrellas, a qué distancia están, por qué brillan en la noche con ese resplandor en apariencia inagotable e inmutable. La astronomía del siglo XIX demostró que la propuesta de Giordano Bruno en 1600

era correcta: las estrellas son como el Sol, y el Sol es una estrella. Pero el origen último de la energía que impulsa esas luces seguía siendo un misterio que desconcertaba a las mejores mentes de la ciencia moderna.

La generación de Houtermans comprendió por vez primera que tras la luz de las estrellas yacía un mecanismo hermano del que protagonizó las transmutaciones atómicas ejecutadas por Rutherford en Cambridge: «Lo que se puede efectuar en los laboratorios Cavendish, con mucho más motivo tiene que ser posible ahí arriba», había dicho Atkinson. Y en efecto, la clave de la energía estelar se encuentra en las reacciones de fusión termonuclear. Las estrellas se componen sobre todo de hidrógeno y helio, y la fusión de los núcleos atómicos de estos elementos libera la energía que hace brillar el Sol y que alimenta la vida en la Tierra.

Pero las relaciones entre el fuego de las estrellas y la humanidad iban mucho más allá de eso. Para empezar, los mecanismos nucleares explicaban no solo el enorme flujo de energía de un astro como el Sol, sino también su asombrosa persistencia y estabilidad en el tiempo, a lo largo de intervalos temporales que satisfacían los requisitos tanto de la geología como de la nueva teoría de la evolución biológica de Darwin, campos ambos que requerían lapsos temporales imposibles de imaginar en el marco de la historia humana, pero también imposibles de satisfacer por cualesquiera otros mecanismos físicos invocados hasta la fecha.

Además, el funcionamiento de las estrellas inspiró una de las mayores pesadillas del siglo xx, una amenaza que todavía sigue en vigor: la fusión nuclear con fines militares, en forma de las terribles bombas H que aún llenan por millares los arsenales de las grandes potencias del planeta. Como contrapartida más soñada que cierta, se sigue investigando con ahínco en pos de la fusión nuclear con fines pacíficos, una fuente de energía que, si llegara a implementarse de una manera práctica, resolvería sin duda el hambre de energía de las sociedades modernas, sin problemas de suministros de combustible ni de contaminación ambiental.

Pero por encima de todo ello, lo que no sospechó ninguna mente científica anterior, y ni siquiera los astutos iniciadores de la aventura estelar en Gotinga, es que la producción de energía

en los interiores estelares supone la causa última de que existan planetas como la Tierra, porque el estudio de la evolución estelar ha demostrado que todo lo que hay a nuestro alrededor y que no es ni hidrógeno ni helio se fabricó en el interior de estrellas ya desaparecidas.

El camino que conduce de las primeras estrellas a los planetas y la vida es tortuoso, y desconcertante por su simplicidad combinada con diversidad y belleza. Quizá el rasgo más llamativo del desarrollo de la astrofísica estelar en los siglos xx y xxi radique en el vínculo tan estrecho que establece entre el microcosmos y el macrocosmos, en constatar que para comprender lo que sucede en el universo a las mayores escalas lo primero imprescindible es considerar la estructura de la materia a nivel subatómico, que no se puede explicar cómo funcionan las estrellas, las galaxias y el universo en general si no se analizan los detalles del funcionamiento de un simple y diminuto conjunto de protones sometidos a condiciones extremas de presión y temperatura.

Por eso el viaje que proponemos a través de los misterios de la evolución estelar debe iniciarse en los fundamentos de las leyes físicas que rigen lo más pequeño. Hay que recordar qué es un átomo, de qué partes y partículas consta, y analizar las propiedades fundamentales de lo ultramicroscópico, a la luz de la física cuántica moderna.

Las propiedades estadísticas, macroscópicas, que se deducen de la física cuántica y de la mecánica estadística para los grandes agregados de partículas resultan también de la máxima importancia para nuestra aventura entre las estrellas. La termodinámica clásica y sus leyes, unida al eslabón que la vincula a la teoría cuántica, en la forma de la ley de Planck para la radiación del cuerpo negro, esclarece buena parte de las características observables de las estrellas.

Las técnicas de análisis características de la astrofísica constituyen otra pieza fundamental de nuestro viaje. La astronomía clásica, con todo el poder que le confieren la astronomía de posición y la mecánica celeste, nunca habría revelado los secretos de las estrellas si no hubiera dispuesto del análisis espectral. Resulta crucial, por tanto, entender cómo emiten luz las estrellas y

de qué modo dependen los detalles de los espectros estelares de las condiciones físicas que imperan en sus superficies, así como de la composición química de estos astros. Otros mecanismos de emisión de luz, como la radiación sincrotrón o los procesos de tipo máser (similares al láser en el reino de las microondas) resultarán relevantes en ciertas partes de nuestro recorrido.

Cuando se toman todos los principios físicos generales y se aplican a una gran esfera autogravitante gaseosa compuesta de hidrógeno y helio, resulta toda la riqueza y variedad de la evolución estelar. Desde la formación de las estrellas por colapso gravitatorio a partir de nebulosas interestelares, hasta el final espectacular de algunos astros en la forma de las explosiones colosales conocidas como supernovas, la evolución estelar despliega una complejidad insospechada, en curso de investigación a lo largo de las últimas décadas, y en la que muchísimas piezas teóricas y observacionales van encajando poco a poco en la forma de un rompecabezas apasionante. Los colores y brillos de las estrellas, sus avatares con el paso del tiempo y su relación con lo que sucede en sus entornos cósmicos, todo ello encuentra explicación a la luz de las teorías modernas de evolución estelar.

El parámetro fundamental que define el destino de las estrellas es la masa. El curso de la existencia de los astros viene marcado por la cantidad de materia que acumulan en sus interiores, con una frontera trazada en el entorno de unas ocho veces la masa del Sol. Por debajo o por encima de ese umbral, el devenir de las estrellas sigue caminos divergentes a partir de una cierta fase evolutiva. De un modo o de otro, sea con un final en forma de nebulosa planetaria y estrella enana blanca, o en forma de supernova gravitatoria que deje tras de sí una estrella de neutrones o un agujero negro, las estrellas procesan el material del que se formaron y devuelven al medio interestelar una sustancia transformada y enriquecida.

A este cuadro dibujado en torno a estrellas aisladas se añaden no pocas novedades cuando se consideran grandes grupos de estrellas (cúmulos estelares) o cuando se tienen en cuenta las alteraciones que induce el hecho de que una buena parte de las estrellas surjan en el seno de sistemas binarios. De las estrellas

azules rezagadas a las explosiones de supernovas termonucleares, la convivencia en estrecha compañía marca grandes diferencias en el devenir de muchos astros.

Se consideren sistemas estelares aislados o múltiples, cúmulos estelares o galaxias, la mayor sorpresa que brinda la evolución estelar consiste en explicar el origen de nuestro propio planeta, y la fuente del material del que estamos hechos los seres vivos. Al final del camino que parte de Giordano Bruno hasta el momento actual, pasando por Houtermans y su época, encontramos que la luz de las estrellas nos explica lo que somos. En los términos más clásicos, casi tópicos, pero también más profundamente auténticos, la evolución estelar nos sitúa frente a nuestro origen en las estrellas y también, en cierto sentido, ante nuestro destino. La joven que acompañó a Fritz por las calles de Gotinga aquel verano de la primera mitad del siglo xx no podía comprender lo que ni siquiera Houtermans llegaba a entrever: que la historia de la energía estelar es en buena medida nuestra propia historia.

Este asombroso camino de descubrimiento todavía continúa. Cada hallazgo aclara enigmas antiguos o recientes, pero abre otros nuevos, y la astrofísica estelar contemporánea no se detiene a recrearse en el orgullo de lo ya conseguido, sino que se afana por avanzar para desvelar lo que aún queda por descubrir. La lista de problemas pendientes en evolución estelar es a la vez compleja y larga, y por eso este campo de investigación ofrece un ejemplo excepcional de ciencia en marcha: con un pasado deslumbrante, una materia hermosa y un terreno por roturar que brindará trabajo y gloria, aún, a muchas generaciones de espíritus interesados por la ciencia.

Equipaje para el viaje a las estrellas

Todo trayecto requiere un bagaje, y el camino a las estrellas no puede ser distinto. Para abarcar lo más grande debemos adentrarnos primero en lo minúsculo, así como familiarizarnos con las leyes básicas que lo rigen todo, incluidos los astros. Entraremos en contacto, además, con algunas de las herramientas fundamentales de la astrofísica estelar.

Observe las estrellas a simple vista una noche cualquiera. Nada parece más inmutable que esos puntos luminosos que destacan contra la negrura del firmamento. No todos son iguales: los hay más y menos brillantes y, si se contemplan con atención, llegan a apreciarse diferencias sutiles de color. Pero ese panorama parece no cambiar nunca. Las constelaciones que vemos ahora son las mismas que conocieron nuestros abuelos. Reconocemos nuestro mismo cielo en los registros dejados por los griegos hace ya más de dos mil años. La permanencia del paisaje estelar es tan absoluta que estos astros recibieron durante muchos siglos la denominación de *estrellas fijas*, y se consideraba que se hallaban así, *fijas*, sobre el *firmamento*, palabra de origen latino que no significa sino «construcción sólida», «base firme».

El reino de las inmutables estrellas fijas empezó a cambiar para la ciencia occidental cuando Tycho Brahe demostró hacia 1572 que las *novas* (estrellas «nuevas» o temporarias) que aparecían en el cielo de tanto en tanto estaban situadas más allá de la Luna, y que por lo tanto no eran fenómenos atmosféricos, como se había pensado hasta entonces. Poco después David Fabricius (1596) y Geminiano Montanari (1667) llamaron

la atención sobre las primeras estrellas variables, Mira Ceti y Algol, respectivamente, astros que habían estado cambiando de aspecto ante los ojos de la humanidad durante miles de años sin que nadie pareciera haberse dado cuenta. Cuando Edmond Halley (1718) constató que algunas estrellas realmente se desplazaban por el cielo, la idea de cambio empezó a instalarse en la astronomía moderna.

Esto abrió la puerta a una nueva perspectiva en lo que concierne a la diversidad de las estrellas. Desde siempre, el hecho de que estas se muestren distintas entre sí se había interpretado como debido a que cada estrella es de una naturaleza intrínseca diferente. Pero empezó a considerarse la posibilidad de que todas las estrellas pertenecieran a un mismo tipo de objeto, con características bastante uniformes, pero que las diferencias observadas se debieran a que cada estrella individual va cambiando con el paso del tiempo. Durante el breve intervalo de existencia del ser humano no da tiempo a apreciar cambios en cada astro por separado, pero al mirar el cielo vemos toda una diversidad de estrellas en fases distintas de evolución estelar, y esto podría explicar, quizá, buena parte de su diversidad.

Esta aproximación evolutiva al mundo estelar se vio reforzada con el auge de la termodinámica a lo largo del siglo XIX. Las leyes de la termodinámica, respaldadas por el prestigio de haber conducido a la humanidad a un progreso tecnológico asombroso, exigían que las estrellas fueran cambiando con el paso del tiempo, aunque fuera muy lentamente. Tanto el *principio de conservación de la energía* (primera ley) como el *principio de incremento de la entropía* (a menudo interpretada como una medida del nivel de desorden, y que se recoge en la segunda ley) conducían a conclusiones ineludibles: una estrella no puede mantenerse como cuerpo radiante de energía de manera indefinida y, además, tiene que cambiar a medida que emite luz y calor. La existencia de las estrellas debía tener un principio, seguir un proceso de cambio, y un final. Muy pronto se acuñó el término *evolución estelar* para referirse a este ciclo, bajo la influencia de la exitosa teoría contemporánea de la evolución biológica, aunque hay que insistir desde el principio en que la

INÉS, GOYA Y LAS ESTRELLAS

La astrofísica Inés Rodríguez Hidalgo, en una pieza didáctica y divulgativa memorable, propuso comparar el descubrimiento de la evolución estelar con un cuadro muy conocido de Francisco de Goya, *La familia de Carlos IV*. El experimento mental sugerido por Rodríguez Hidalgo consiste en imaginar que este retrato colectivo fuera la única información acerca de la humanidad disponible para un ser extraterrestre. Este ser podría considerar que los distintos tamaños y aspectos de los individuos retratados se corresponden a diferencias intrínsecas permanentes, pero también podría adoptar un punto de vista evolutivo y trazar a grandes rasgos un esquema sobre los cambios de los seres humanos con el paso del tiempo, incluyendo una medida más o menos aproximada de la duración de cada etapa vital. Los primeros pasos para ello son observación, clasificación y cálculo, y justo este es el modo en que la astronomía empezó a enfrentarse al desafío de esclarecer la evolución de las estrellas, que se desarrolla a lo largo de miles de millones de años, a partir del retrato instantáneo que nos brinda la observación del cosmos desde la Tierra hoy.



Francisco de Goya y Lucientes. *La familia de Carlos IV*; una visión instantánea de una muestra de seres humanos que, como demostró Inés Rodríguez Hidalgo, permite deducir mucho acerca del ciclo vital del *Homo sapiens*.

evolución estelar no hace referencia a cambios en los astros a lo largo de sucesivas generaciones, sino a transformaciones en cada astro individual con el paso de muchos años.

Los primeros intentos por esclarecer los procesos de cambio en las estrellas recurrían a los principios de la termodinámica, pero se veían muy limitados porque se ignoraba todo acerca de la fuente de energía interna de estos astros. Sobre estas bases termodinámicas se intentaba explicar el funcionamiento de las estrellas como una historia de contracción progresiva, en la que la energía radiada en forma de luz y calor procedía de la energía potencial gravitatoria liberada en el proceso. Se empezaba a barruntar que podía haber diferencias entre las historias evolutivas de estrellas de masas diferentes, pero hoy sabemos que los esquemas generales estaban muy lejos de ajustarse a la realidad. El ejemplo más claro es el de la duración del proceso evolutivo de una estrella.

Con la soberbia, quizá justificada, de quien ha realizado aportaciones inmortales a la ciencia física, William Thomson, más conocido como lord Kelvin, aseguraba a mediados del siglo XIX que, más allá de toda duda, la energía solar procedía de la contracción gravitatoria de su masa, y que el ciclo total de existencia del Sol como astro luminoso abarcaba entre veinte y treinta millones de años. Estas cifras resultaban formidables para la mentalidad de una sociedad habituada a las especulaciones bíblico-religiosas, que barajaban una edad de no más de cuatro mil o cinco mil años para la Tierra, pero chocaban de manera frontal con las estimaciones que empezaban a provenir del ámbito de la geología o, incluso, de la biología.

Charles Darwin acababa de publicar su teoría sobre el origen y evolución de las especies mediante la selección natural y era consciente de que su mecanismo biológico requería periodos temporales más dilatados para actuar. Por eso realizó estudios muy sólidos que, sobre bases geológicas, le permitieron concluir que la Tierra debía tener más, quizá bastante más, de trescientos millones de años de edad. Kelvin, quien con tanta brillantez había contribuido al avance de la física, era un detractor acérrimo de la teoría de la evolución biológica y empleó toda su sabiduría y su prestigio en denostar la hipótesis darwiniana.

No hace falta decir que Kelvin y sus seguidores estaban equivocados por completo, aunque hay que alegar en su descargo que lo ignoraban todo acerca de la verdadera fuente de la energía estelar: las reacciones nucleares. En efecto, los avances en física atómica y nuclear terminaron por resolver, por vías distintas pero relacionadas, ambos enigmas. Por un lado, las reacciones de *fusión nuclear*, en las que dos núcleos atómicos se unen para formar otro núcleo más pesado, explicaban el brillo del Sol y las estrellas a lo largo de miles de millones de años. Por otro lado, los modelos de desintegración radiactiva de los elementos químicos conducían a una edad para la Tierra de ese mismo orden de magnitud. La evolución biológica darwiniana ha tenido tiempo suficiente para desarrollarse bajo el brillo de un Sol sometido a su propia evolución estelar.

Un aspecto crucial para entender el funcionamiento de las estrellas y que también distaba de estar resuelto en el siglo XIX era el de su composición química. Se daba por supuesto, o al menos se admitía como hipótesis muy razonable, que la composición química del Sol y las estrellas debía de ser semejante a la del planeta Tierra. La astrónoma Cecilia Payne se encargó, en 1925, de derribar esta idea. Empleó para ello la espectroscopia, una técnica que trataremos con insistencia a lo largo de todo nuestro relato, y que aportó a finales del siglo XIX los primeros procedimientos para esclarecer de qué están hechos los objetos que no podemos tocar, solo mediante el análisis de la luz que nos envían.

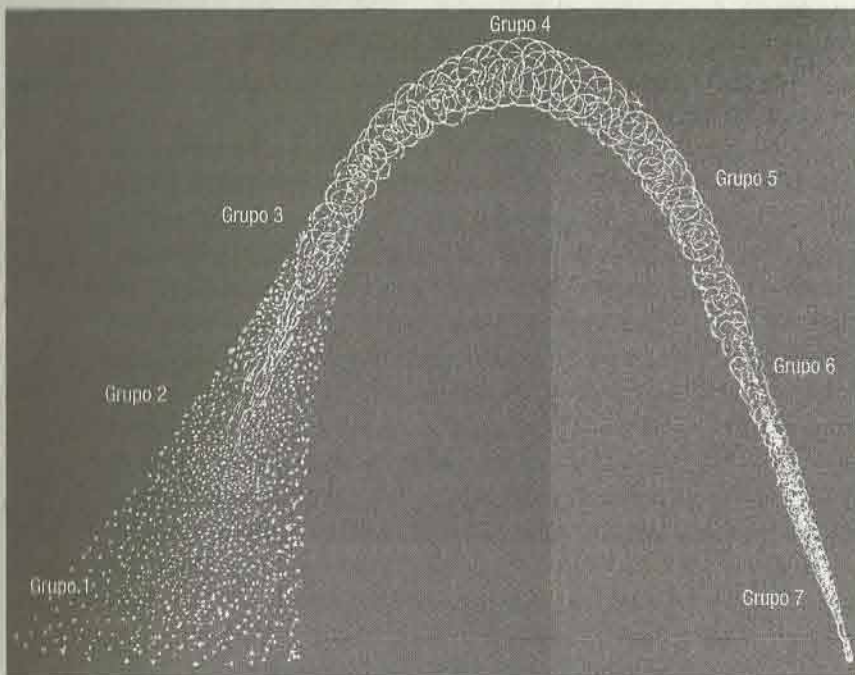
Cecilia Payne fue la primera persona que se doctoró en astrofísica en la universidad estadounidense de Harvard, adonde acudió por las dificultades que encontraba en su Reino Unido natal para avanzar en su carrera científica, por su condición de mujer. Las investigaciones que condujeron a su tesis doctoral las dirigía uno de los mayores monstruos intelectuales de la historia de la astrofísica, nada menos que Henry Norris Russell. Los hallazgos que la joven británica estaba realizando contradecían

Cuando me convencí de que ninguna estrella de esa clase había brillado antes, quedé tan perplejo por lo increíble de la cuestión, que empecé a dudar de mis propios ojos.

TYCHO BRAHE

ESTRELLAS TERMODINÁMICAS

Los grandes éxitos de la termodinámica llevaron a sus primeros espaldas a tratar de esclarecer los misterios de las estrellas a través de los principios de esta ciencia. Consideraciones sencillas les permitieron descartar que la radiación de las estrellas pudiera deberse a algún tipo de reacción química. En consecuencia, solo quedaba una alternativa conocida: admitir que la energía radiante del Sol y sus compañeras procedía de la energía potencial gravitatoria liberada en un proceso de contracción. Dominaba una idea general que desde entonces se ha confirmado: que las estrellas surgen a partir de la reunión de material disperso, y que solo empiezan a radiar energía cuando esta acumulación de materia alcanza una cierta den-



La hipótesis de Norman Lockyer sobre la evolución estelar. El proceso se inicia abajo a la izquierda, con la condensación del astro a partir de material difuso. La densidad se incrementa de manera monótona, pero no así la temperatura, que en este esquema se corresponde con la altura en el diagrama. Así las estrellas empiezan y terminan su ciclo en estados fríos, y culminan hacia la mitad de su existencia con temperaturas superficiales elevadas y colores blancos. Los cambios que experimentan los astros a lo largo del proceso llevaron a Lockyer a proponer las siete etapas o grupos evolutivos que se indican en la figura.

sidad y temperatura. Sobre esa base pivotaban, en el cambio del siglo XIX al XX, dos teorías cualitativas que competían entre sí:

- La visión de Henry Norris Russell y Norman Lockyer (véase la figura) proponía que la condensación inicial conducía a una estrella temprana de gran tamaño y fría, por tanto roja, que con el tiempo se compacta hasta alcanzar una luminosidad y temperatura máximas (se torna azul o blanca), y desde ahí empieza a enfriarse, sin dejar de contraerse hasta su extinción definitiva. La densidad del astro crece continuamente en este esquema, pero no ocurre lo mismo con la luminosidad ni con la temperatura superficial.
- La propuesta de lord Kelvin y Hermann von Helmholtz, que defendía igualmente un incremento progresivo de la densidad, pero lo vinculaba a una evolución también monótona de la temperatura y el color de la estrella. Según esta hipótesis, las estrellas nacerían azules o blancas y se irían enfriando a medida que se contrajeran; el Sol estaría en una fase intermedia y tendería a enrojecerse hasta apagarse en el futuro.

Con sus aciertos y errores, las teorías de la evolución estelar basadas en la termodinámica no podían acertar, al faltarles la pieza central: una hipótesis adecuada sobre el origen de la energía estelar.



Henry Norris Russell (a la izquierda) y Norman Lockyer propusieron una teoría estelar basada en el continuo aumento de la densidad.

los presupuestos académicos hasta tal extremo que el director de tesis se sintió obligado a dirigirse a su doctoranda en estos durísimos términos:

Estimada señora Payne:

Por fin dispongo de sus notas sobre abundancias relativas, que usted fue tan amable de enviarme hace algún tiempo. [...] Usted ha obtenido algunos resultados muy llamativos que en general me parecen de una consistencia notable. Algunas de las discrepancias aparentes se pueden resolver con facilidad. [...] Pero queda una discrepancia muchísimo más seria, me refiero a la del hidrógeno, el helio y el oxígeno. A este respecto estoy convencido de que hay algo seriamente equivocado en su teoría actual. Está claro que es imposible que el hidrógeno sea un millón de veces más abundante que los metales, y no me cabe duda de que el número de átomos de hidrógeno en los dos estados cuánticos es mucho mayor que lo previsto por las teorías de Fowler y Milne. Compton y yo hemos enviado una nota breve a *Nature* acerca de los estados metaestables, que podría ayudar a esclarecer esta dificultad. [...]

Atentamente suyo,
Henry Norris Russell

Que un director de tesis comunique a su estudiante que está «convencido» de que hay algo no ya equivocado, sino «seriamente equivocado» en su trabajo, debería disparar las alarmas. Pero en este caso, además, ese director es Henry Norris Russell en majestad, el cual considera que «está claro» que las conclusiones son «imposibles», de lo cual «no le cabe duda», y lo apoya con estudios hechos con Compton y enviados nada menos que a *Nature*. Cecilia Payne tuvo que ser alguien muy especial, porque no solo no se desanimó por estos comentarios, sino que siguió adelante con esfuerzos renovados y terminó demostrando a Russell, a Compton, a *Nature* y a toda la comunidad científica que era ella quien tenía razón en lo esencial: aunque

la proporción entre el hidrógeno y algunos de los metales más abundantes no sea de un millón, sí asciende a bastantes decenas de miles.

En efecto, el hidrógeno es muchísimo más abundante que cualquier otra sustancia en el universo, donde casi solo hay hidrógeno y helio. El oxígeno conforma casi la mitad de la masa en la corteza terrestre, pero no llega ni siquiera al 1% de la masa de las estrellas. En cuanto a masa, el cosmos es en un 73-74% hidrógeno, y en un 25% helio, y todo lo demás son meras impurezas. Este aspecto determina de un modo radical el funcionamiento de las estrellas como máquinas energéticas.

ENTENDER LO MÁS GRANDE ESTUDIANDO LO MÁS PEQUEÑO

Todo conduce a la necesidad de estudiar la naturaleza íntima de los constituyentes más pequeños de la materia, los átomos, si se pretende comprender la estructura y el funcionamiento de las estrellas. La ciencia moderna ha revelado que las estrellas son máquinas de física atómica y nuclear. Por eso hay que considerar cómo son los átomos, de qué manera emiten y absorben energía y cómo son los núcleos atómicos. En el camino aclararemos algunas nociones sobre notación que serán muy útiles a lo largo de todo nuestro viaje para describir los procesos nucleares que suceden en el mundo estelar.

Átomos: corteza y núcleo

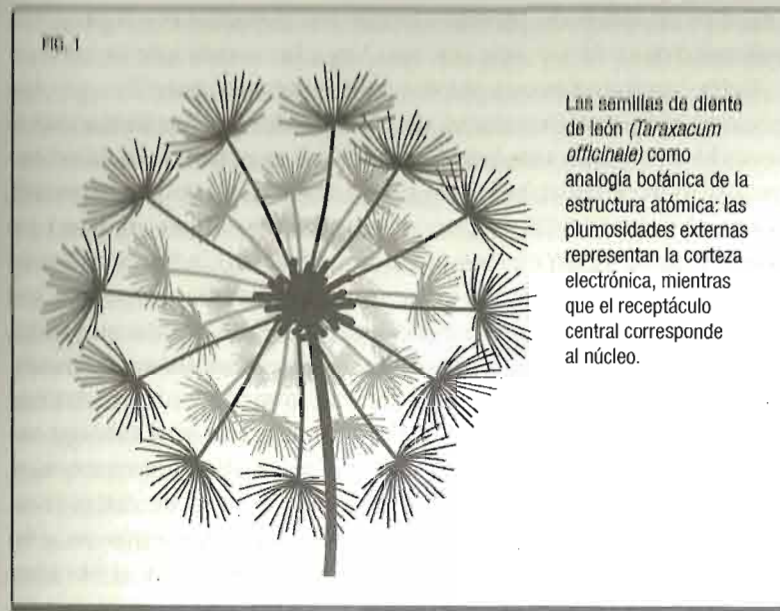
En la actualidad se enseña en los colegios que los átomos son los componentes más pequeños de la materia en su estado normal. Un átomo aislado es realmente minúsculo, con un diámetro que en muchos casos ronda la diezmilmillonésima de metro o, dicho de otro modo, habría que colocar en fila unos diez millones de átomos para salvar la longitud de un solo milímetro. Si esto le parece poco, piense que en una cucharada sopera de agua hay un cuatrillón y medio de átomos (1,5 millones de millones de

millones de millones), dos tercios de los cuales son de hidrógeno y el resto de oxígeno; una cantidad mucho mayor que el total de estrellas contenidas en todo el universo observable.

Un átomo normal y aislado consta de dos partes: la corteza y el núcleo. La estructura atómica podría compararse con la de los frutos de la planta conocida como diente de león (*Taraxacum officinale*). Los frutos de esta planta, cuando maduran, son plumosos y se agrupan en formaciones esféricas donde varias decenas de ellos están ligados a un receptáculo central, duro y aproximadamente esférico. El conjunto de plumosidades de los frutos conformarían, en nuestra analogía, la corteza atómica (figura 1). En los átomos reales esta corteza está compuesta no de semillas plumosas, sino de electrones, partículas subatómicas muy ligeras y dotadas de carga eléctrica negativa. En lo que sigue tomaremos como unidad de carga eléctrica la carga de uno de estos electrones, ya que todos los electrones son idénticos entre sí, con una masa de $9,11 \cdot 10^{-31}$ kg y una carga eléctrica igual a $-1,60 \cdot 10^{-19}$ culombios (C). Por lo tanto, un átomo contiene en su corteza una carga eléctrica negativa igual al número de electrones que posee.

Así como las semillas del diente de león se agrupan en torno a un receptáculo central, los electrones rodean el núcleo del átomo, aunque hay que advertir que nuestro modelo botánico falla en cuanto a proporciones, porque el núcleo atómico, comparado con la corteza electrónica, es proporcionalmente muchísimo más pequeño que el receptáculo de la planta comparado con el conjunto de plumosidades de las semillas. Siguiendo una analogía propuesta por Michael Seeds, cuyo apellido en inglés significa «semillas», igualemos el núcleo atómico al tamaño de una semilla de uva (no un grano de uva entero, sino una sola de las pepitas que contiene). Entonces la nube electrónica tendría un diámetro de unos 500 m o, como se suele decir en estos casos, la longitud de cinco campos de fútbol.

El núcleo atómico no solo resulta minúsculo comparado con la nube electrónica, sino que además es muchísimo más masivo: hay unas cuatro mil veces más materia en el receptáculo de nuestro diente de león (o en la semilla de uva del modelo de Seeds) que en toda la plumosidad electrónica que lo envuelve.



Las semillas de diente de león (*Taraxacum officinale*) como analogía botánica de la estructura atómica: las plumosidades externas representan la corteza electrónica, mientras que el receptáculo central corresponde al núcleo.

No hace falta decir que el núcleo atómico es extremadamente denso y que el átomo en su conjunto se compone esencialmente de espacio vacío.

También el núcleo atómico tiene carga eléctrica, y en condiciones normales esta resulta exactísimamente igual (con todas las cifras decimales que se han podido medir) a la carga de la nube electrónica, pero de signo opuesto, es decir, el núcleo es positivo, lo que implica que el átomo en su conjunto resulta eléctricamente neutro (la carga negativa de los electrones se compensa con la positiva del núcleo).

Ahora bien, a diferencia de la corteza (hecha exclusivamente de electrones), el núcleo atómico contiene, o puede contener, dos tipos distintos de partículas. Por un lado tenemos los protones, dotados de carga eléctrica idéntica a la de los electrones pero de signo contrario, y cada uno de ellos con una masa igual a unas 1800 veces la de un electrón ($1,67 \cdot 10^{-27}$ kg). Y por otro lado tenemos los neutrones, sin carga eléctrica (como su nombre indica) y con masa extremadamente parecida a la de los protones

(aunque no del todo idéntica, porque el neutrón es un poquitín más masivo).

Sería bonito, o por lo menos parecería más sencillo, que los núcleos atómicos constaran de un solo tipo de partícula. ¿Qué necesidad tiene la naturaleza de complicarnos la vida añadiendo a la estructura atómica un bicho raro, y en apariencia inútil, como el neutrón? El motivo, si cabe hablar de la realidad en estos términos, está en las fuerzas nucleares. Cargas iguales se repelen, lo cual es aplicable tanto a los electrones como a los protones. Los electrones, sin embargo, pueden pulular por la inmensidad del espacio de la corteza atómica guardando distancias seguras entre sí, repeliéndose con suavidad a la vez que se mantienen ligados al núcleo por la atracción que se establece entre sus cargas negativas y las positivas de los distantes protones. Pero los protones, ya lo hemos visto, conviven apretadísimos en un espacio muy reducido, lo que induce entre ellos una repulsión eléctrica gigantesca. Ocurre que cuando los protones se acercan entre sí lo suficiente surge entre ellos una interacción nueva, una atracción poderosa y de corto alcance conocida como *fuerza nuclear fuerte* (existe además otra interacción, la *nuclear débil*, de la que no hablaremos aquí). Pero esta atracción nuclear es apenas capaz de mantener los protones juntos en lucha con la repulsión electrostática entre sus cargas positivas. Los neutrones son insensibles a las fuerzas eléctricas (por algo son neutros), pero sí interaccionan entre sí y con los protones a través de las fuerzas nucleares. Por tanto, al añadir neutrones a un núcleo atómico se fomenta su unión mediante la fuerza nuclear fuerte, sin añadir el poder disruptivo de la carga eléctrica. Podríamos pensar, pues, en los neutrones como en una especie de cemento que da consistencia a unos núcleos atómicos que, si no fuera por estas discretas partículas, saltarían en pedazos.

Elementos químicos e isótopos

Hay un centenar largo de elementos químicos, sustancias químicas elementales que difieren entre sí por sus características

físicas y químicas. Los átomos de todos los elementos presentan la misma estructura general descrita en el apartado anterior, pero exhiben diferencias de comportamiento. Los átomos, en estado normal, interaccionan unos con otros a través de la corteza electrónica, por ello no resulta extraño que las diferencias de comportamiento se deban a diferencias en la estructura de estas cortezas. En efecto, unos elementos se diferencian de otros por el número de electrones que contienen cuando se encuentran en estado neutro (cargas iguales, pero opuestas, en corteza y núcleo), número que coincide con el de protones del núcleo y que tiene tanta importancia que cuenta con un nombre propio: el *número atómico*. Cada elemento químico se identifica por este número de manera unívoca, de modo que decir «Cloro» es exactamente lo mismo que decir «el elemento químico de número atómico 17». Cada elemento se etiqueta con un nombre específico y se representa con un símbolo de una o dos letras. Así, el símbolo del cloro es Cl, mientras que el del antimonio es Sb, o el del carbono C. Al símbolo podría añadirse, como un subíndice antepuesto, el número atómico, aunque esta información es ciertamente redundante porque cada símbolo solo puede ir acompañado de este modo por un único número atómico, siempre el mismo. Podríamos escribir, por tanto: ${}_{17}\text{Cl}$, ${}_{51}\text{Sb}$ o ${}_{6}\text{C}$.

Pero ¿qué diferencia hay entre dos átomos que posean el mismo número de protones (mismo número atómico) pero que cuenten con cantidades diferentes de neutrones? La carga eléctrica del núcleo será idéntica, y por tanto la estructura de la corteza electrónica también resultará igual, lo que implica que el comportamiento químico de estos dos átomos será también el mismo, dado que la interacción química se produce a través de la corteza. Por lo tanto, estos dos átomos de igual número atómico pero distinto número de neutrones corresponden al mismo elemento químico, se llamarán igual y se designarán con el mismo símbolo. Pensemos por ejemplo en dos átomos de carbono, de número atómico 6, pero uno dotado de 6 neutrones y otro dotado de 8. Estos átomos constituyen *isótopos* distintos del carbono.

Como veremos a lo largo de nuestro viaje, lo relevante en la evolución estelar es el comportamiento del núcleo atómico, por lo que resulta crucial diferenciar de algún modo los isótopos de cada elemento, algo que en química tiene una importancia secundaria. Para ello se emplea el concepto de *número másico*, que no es más que el número total de partículas (protones más neutrones) que conforman el núcleo atómico. Los dos isótopos del carbono que hemos propuesto como ejemplo tienen números másicos 12 y 14, respectivamente. En los casos en que sea relevante distinguir a qué isótopo nos referimos (y en física estelar eso sucede casi siempre), añadiremos el número másico al símbolo del elemento, antepuesto y como superíndice, de este modo: ^{12}C , ^{14}C . Los isótopos más frecuentes (aunque no únicos) de los otros dos elementos que hemos mencionado hasta ahora serían: ^{35}Cl , ^{122}Sb .

No todos los isótopos son igual de estables. Es habitual que muchos isótopos de un elemento cualquiera tiendan a desintegrarse de manera espontánea. Por ejemplo, si se le da suficiente tiempo, un núcleo de ^{14}C acabará por convertirse en nitrógeno, ^{14}N . La proporción de neutrones y protones en los núcleos estables es aproximadamente del 50% para cada tipo de partícula, si bien los núcleos atómicos más masivos, con más protones, requieren una cantidad adicional de fuerza nuclear para mantenerse ligados y tienden, por tanto, a poseer más neutrones que protones, a medida que crece el número atómico.

Electrones que saltan

La analogía del diente de león podría dar a entender que los electrones de la corteza atómica se distribuyen más o menos a una misma distancia del núcleo y de manera aleatoria. Nada más lejos de la realidad. Las leyes de la mecánica cuántica imponen que los electrones se distribuyan en capas sucesivas, y los detalles de estas capas son distintos para cada elemento, para cada número atómico. Los electrones están obligados a ocupar esas capas concretas, pero pueden saltar de una a otra si se dan las circunstancias adecuadas.

A cada capa electrónica le corresponde un nivel de energía. Los electrones más cercanos al núcleo tienen energías menores. Todo electrón tiende a ocupar los niveles energéticos más bajos posible, siempre que no estén ya ocupados. Por eso, cualquier átomo muestra una tendencia a que su corteza adopte la configuración de energía mínima, el llamado *estado fundamental*, en el que ningún electrón puede descender más por estar completos todos los niveles inferiores. Pero se puede dar energía a los electrones, lo que hará que asciendan temporalmente a niveles energéticos superiores, si están libres. Hay varios modos de conseguir esto, pero el más habitual, y el que más nos interesa aquí, es hacerlo por medio de luz.

La luz puede entenderse como un chorro de partículas o como una onda. Si la consideramos una onda, el color de la luz está vinculado a la longitud de onda. Si se mide esta última en nanómetros (nm), equivalentes a millonésimas de milímetro, en la sucesión de colores del arco iris, violeta, azul, verde, amarillo, naranja y rojo, la longitud de onda va creciendo de este modo: 400 nm, 470 nm, 550 nm, 580 nm, 600 nm y 700 nm. Hay radiación con longitudes de onda mayores y menores, no perceptibles por el ojo humano pero que sí se pueden detectar con aparatos. El extremo de longitudes de onda más cortas es el de los rayos gamma, a continuación vienen los rayos X y luego la luz ultravioleta. Seguiría la luz visible y, más allá, con longitudes superiores a las de las ondas de luz roja, estarían la radiación infrarroja, las microondas y las ondas de radio.

La física cuántica relaciona la energía de la radiación con la longitud de onda. La relación es inversa: cuanto menor sea la longitud de onda, mayor es la energía de la radiación. La radiación electromagnética más energética es la de los rayos gamma, mientras que la menos energética corresponde a las ondas de radio.

Pero la misma física cuántica establece que la luz solo puede propagarse en paquetes discretos, cuantos de radiación que pueden llamarse también *fotones*. Estamos rodeados de radiación electromagnética que viaja en fotones, cada uno de los cuales está caracterizado por su energía, que guarda una relación unívoca con su longitud de onda (o color).

Imaginemos ahora un átomo cualquiera, con los electrones en su estado fundamental. Un electrón puede ascender de su nivel a otro superior, de más energía, siempre que ese nivel de destino esté libre y siempre que reciba exactamente la energía necesaria para cubrir el salto. Si el electrón se encuentra con un fotón de la energía (longitud de onda) adecuada puede absorberlo y dar el salto hacia arriba, se dice que pasa a un estado *excitado*, pero ignorará por completo cualquier fotón que porte una energía (longitud de onda) distinta. Al cabo de un cierto tiempo el electrón excitado siente la necesidad de descender a un nivel inferior. Lo hace de manera espontánea, se desexcita, baja de nivel y en este trance expulsa un fotón que (no es sorprendente) porta la energía justa correspondiente al cambio de niveles, lo que determina a su vez la longitud de onda (el color) de la luz emitida.

Por supuesto, un electrón puede absorber un fotón de un color concreto y pasar de un nivel *a* a otro nivel superior *b*, y luego decaer directamente de *b* hasta *a*, con lo que emitirá un fotón idéntico en color y energía al que absorbió en un principio. Pero también es posible que ejecute el descenso paso a paso, con paradas en niveles energéticos intermedios (si existen y están libres), con lo que el electrón devolverá al medio la energía absorbida de un solo fotón en la forma de varios fotones de varios colores distintos (siempre más rojizos, de menos energía, que el fotón original).

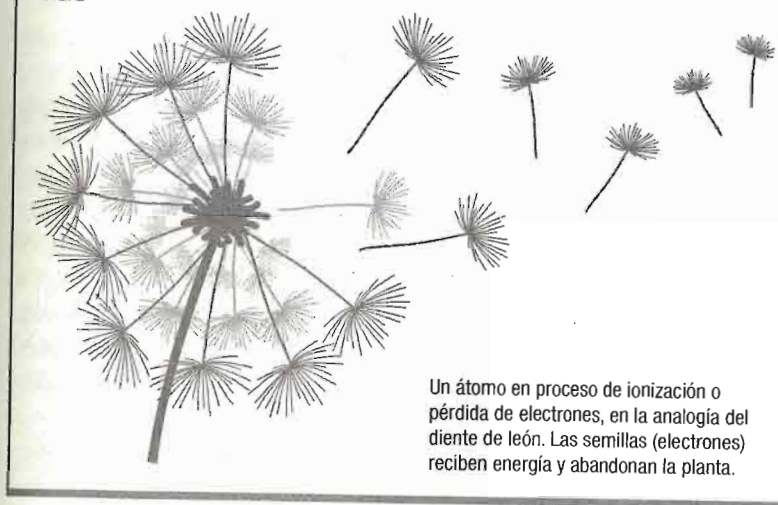
Lo importante de todo esto es que cada elemento químico, cada tipo de átomo, tiene un conjunto de niveles electrónicos fijos, y que todo su juego de excitaciones y desexcitaciones incluye solamente un abanico muy concreto de longitudes de onda, de colores. Así pues, si enviamos un chorro de luz de todos los colores hacia una masa gaseosa hecha de átomos sueltos de un solo tipo (pensemos por ejemplo en átomos de hidrógeno), los electrones de los átomos sustraerán del haz de luz solo fotones con las energías correspondientes a sus niveles energéticos. Si se analiza el haz de luz tras atravesar el gas se verá que falta radiación en longitudes de onda muy concretas, que en la distribución de colores, el espectro de la luz, aparecen huecos deno-

minados *líneas espectrales de absorción*, y el estudio de cuáles son esos huecos permite identificar la sustancia química que conforma el gas.

También es posible la situación complementaria: es posible conferir a los electrones de los átomos energías que los exciten a través no de fotones, sino por otros mecanismos como, por ejemplo, colisiones entre átomos, o colisiones con electrones libres. Luego esos electrones excitados pueden descender al estado fundamental y emitir luz en longitudes de onda específicas, las mismas que mostrarían en un espectro de absorción, pero que ahora aparecen como luz adicional, en la forma de *líneas espectrales de emisión*.

Un caso extremo de excitación es la llamada *ionización*. Es posible que los electrones reciban el impacto de fotones tan energéticos que salten no ya a niveles energéticos superiores en la corteza del átomo, sino que se desprendan totalmente del mismo. Este fenómeno podría representarse, en nuestro símil botánico, con soplar fuerte el diente de león, de manera que las semillas se desprendan del receptáculo (figura 2). La ionización puede ser parcial (el viento se lleva solo unas cuantas semillas)

FIG. 2



o total (queda vacío el receptáculo). Un átomo totalmente ionizado carece de corteza y por lo tanto no puede participar en reacciones químicas, pero queda el núcleo atómico desnudo, diminuto y muy masivo, que sí puede participar en toda la serie de procesos físicos descritos por la física nuclear.

Fusión nuclear

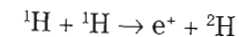
El más importante de estos procesos en el contexto de la evolución estelar es la fusión nuclear. La fusión consiste en la unión de dos o más núcleos atómicos para conformar un solo núcleo más masivo. Para imaginar este proceso primero hay que considerar átomos totalmente ionizados, desprovistos de electrones. Estos núcleos atómicos desnudos poseen cargas positivas y, por lo tanto, se repelen entre sí con intensidad. Si queremos que se unan hay que aproximarlos lo suficiente como para que la fuerza nuclear fuerte, atractiva pero de muy corto alcance, pase a la acción y logre retenerlos juntos. El modo de acercarlos consiste en agitarlos con velocidades elevadas y someterlos a grandes presiones. La velocidad de las partículas se corresponde, a nivel microscópico, con una temperatura elevada desde el punto de vista macroscópico.

Por lo tanto, para desencadenar la fusión nuclear hay que comprimir y calentar el material. La fusión de átomos ligeros, como los de hidrógeno, resulta favorable desde el punto de vista energético y esto es lo que hace brillar las estrellas. Este proceso se logra en la Tierra a base de pura fuerza bruta. Las bombas termonucleares, o bombas H, calientan y comprimen átomos de varios isótopos del hidrógeno por el expeditivo método de sumirlos en la explosión previa de una bomba de tipo Nagasaki (de fisión), que en este caso actúa como simple detonador de la bomba de fusión, mucho más destructiva. En las estrellas es el propio peso del material estelar el que induce las presiones y temperaturas necesarias.

Toda la maquinaria estelar se basa en las reacciones nucleares de fusión, con las que nos encontraremos continuamente en

nuestro recorrido. Por lo tanto es necesario disponer de algún modo de describir estos procesos. Se emplea para ello una notación muy parecida a la que se usa en química, aunque hay que tener siempre presente que ahora los átomos están totalmente ionizados, no hay química, solo cambios que afectan a los núcleos atómicos desnudos.

Consideremos el átomo más sencillo posible, el núcleo del isótopo más frecuente del hidrógeno, que tiene número atómico 1 (solo un protón) y que carece de neutrones. El núcleo del hidrógeno no es más que un protón suelto, y puede representarse como ^1H . Si la presión y la temperatura son lo bastante elevadas, lograremos que dos núcleos de hidrógeno se aproximen lo suficiente como para unirse. Pero el núcleo resultante, formado por dos protones y que podría denominarse ^2He (leído «helio-dos») es extremadamente inestable. Uno de los dos protones se convierte en un neutrón mediante la expulsión de un positrón (e^+). De este modo queda un núcleo formado por un protón y un neutrón, que tiene número atómico 1, por tanto es hidrógeno, «hidrógeno-dos» o deuterio: ^2H . Este proceso se representa así:



Esta notación será la habitual para representar reacciones nucleares. Por ejemplo, si el núcleo de deuterio, ^2H , resultante recibe el impacto de otro protón, el resultado será un núcleo formado por dos protones y un neutrón, ^3He :



Como veremos más adelante, al ir avanzando en las cadenas de reacciones nucleares intervienen núcleos cada vez más pesados, y empiezan a aparecer elementos químicos como el berilio, el litio, etcétera. En estas reacciones y en otras muchas se

producen además neutrinos y radiación gamma. En los textos de nivel científico elevado se hacen constar todos estos subproductos con el máximo esmero, pero no lo haremos aquí por sencillez.

En 1900 Planck descubrió la ley de la radiación del cuerpo negro sin usar los fotones. En 1905, Einstein descubrió los fotones sin usar la ley de Planck.

A. PAIS

Para nuestros fines basta con tener en cuenta que en la mayoría de los casos, aunque no lo reflejemos al representar las reacciones, la fusión nuclear conlleva la producción de energía (radiación) y de esas esquivas partículas misteriosas llamadas neutrinos.

LEYES FUNDAMENTALES

Acabamos de tratar algunas cuestiones de física fundamental de nivel atómico o ultramicroscópico que resultan relevantes para la evolución estelar. Pero las estrellas no solo son máquinas impulsadas por reacciones nucleares, sino que también son grandes objetos macroscópicos, con dimensiones sobrecogedoras, y se rigen asimismo por las leyes de la física que experimentamos en la vida cotidiana, como los seres macroscópicos que somos. Nos adentraremos ahora en algunas de las leyes físicas macroscópicas que resultan más importantes para el estudio de las estrellas. De la interrelación entre las leyes macroscópicas y las microscópicas surgirá toda la riqueza de la evolución estelar.

Equilibrio hidrostático

Uno de los enigmas eternos del ser humano al contemplar el mundo fue siempre la naturaleza de las estrellas. Un pasaje intrascendente de la película de Disney *El rey león* resume algunas de las hipótesis lanzadas a lo largo de la historia. Los personajes Pumba, Timón y Simba discuten si «esos puntos brillantes de arriba» son luciérnagas pegadas en una superficie de color negro oscuro, los grandes reyes del pasado que nos contemplan desde

las alturas o bolas de gas incandescente situadas a millones de kilómetros de aquí. Hoy sabemos que, con la salvedad de que la estimación de la distancia se queda muy corta, la hipótesis correcta es esta última, la formulada por Pumba.

Esas esferas de gases incandescentes se encuentran en equilibrio. Por lo menos durante la mayor parte de su existencia, y con las excepciones que trataremos más adelante, una estrella mantiene una estructura razonablemente estable. Esta constatación, demostrada por la observación directa del Sol y por el estudio detallado de la luz que llega del resto de estrellas, requiere que estos sistemas físicos macroscópicos satisfagan varios principios físicos, el primero de los cuales es la *ley del equilibrio hidrostático*.

La atracción gravitatoria entre las partículas que conforman la estrella tiende a hacer que se comprima. Pero esta compresión se ve frenada por algún agente interno que la contrarresta y conduce a un estado de equilibrio. Este agente interno se identifica con la presión interna, la cual, como veremos, viene causada en definitiva por la liberación de energía. La ley del equilibrio hidrostático establece que la presión en cada punto del interior del astro tiene que compensar exactamente el peso (debido a la atracción gravitatoria) de todo el material situado por encima. Esta condición se puede expresar en términos matemáticos muy precisos, en forma de ecuación diferencial, una ecuación que proporciona información sobre el modo en que cambia una magnitud física a medida que van cambiando de manera suave otras variables. Al resolver la ecuación se deduce la relación que se debe cumplir obligatoriamente entre la densidad y la masa para cada distancia al centro. Una consecuencia adicional de esta ley es que las estrellas deben ser esféricas, si su estructura viene dominada por este equilibrio entre gravedad y presión (con las desviaciones que pudiera introducir la rotación).

Condiciones sobre la masa y la energía

Puede parecer obvio, pero en física incluso lo más obvio debe tenerse presente y se debe plasmar en ecuaciones: a medida que

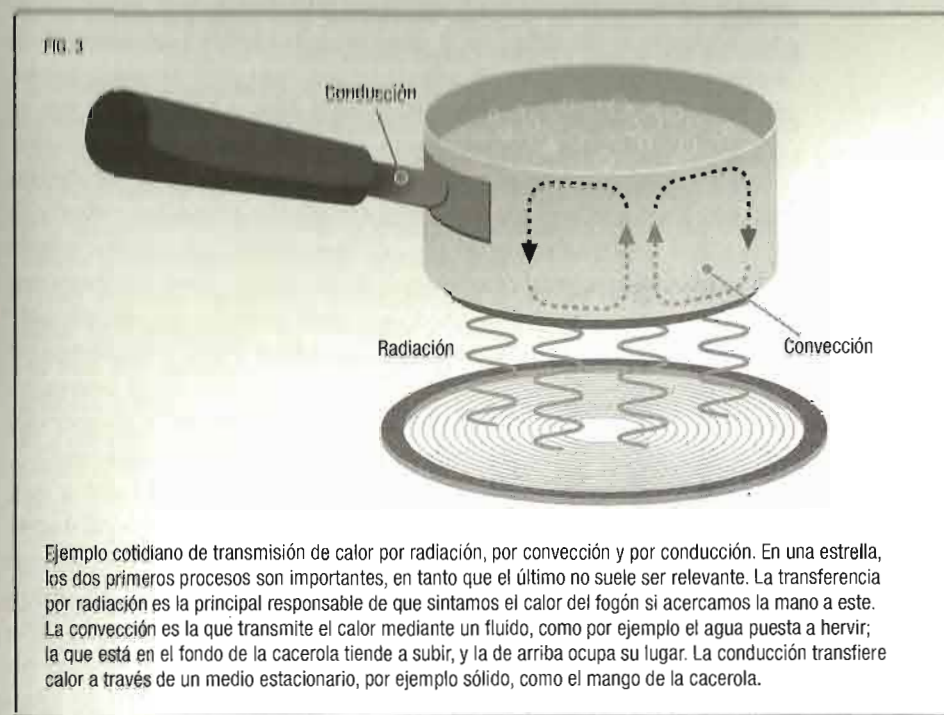
nos alejamos desde el centro de la estrella hacia el exterior, cada vez dejamos atrás más masa estelar, y no menos, y además el incremento de la masa es una función suave (derivable) de la densidad. Esta perogrullada (o quizá no lo sea tanto) se suele denominar *condición de continuidad* y conduce a otra ecuación diferencial que vincula la densidad en cada punto de la estrella con la distancia al centro. Esta condición prohíbe exotismos como densidades negativas o nulas en el interior estelar, e impide también que se den circunstancias como cambios bruscos de densidad de una capa a otra, discontinuidades que sí podrían darse (y de hecho se dan) en objetos sólidos como los planetas.

Una condición no menos obvia, pero que conduce a ecuaciones diferenciales igual de imprescindibles, es la de la conservación de la energía. Este principio, aplicado a la estructura estelar, se traduce en que si se considera una capa de la estrella situada a una distancia determinada del centro, la cantidad de energía que atraviesa esa capa debe ser igual a la energía total generada por las capas que abarca en su interior más, quizá, la energía generada en la propia capa (si es que en ella se producen reacciones nucleares). Dado que existe una última capa de la estrella, la superficial, desde la cual la energía fluye al espacio, se deduce que a lo largo de toda la masa estelar el balance neto de energía debe tender a transportarla desde el interior hacia el exterior.

Este transporte de energía estará relacionado con la temperatura del material. Se demuestra que, con independencia del mecanismo físico responsable del transporte de energía (convección, radiación o conducción; véase la figura 3), este se verifica desde las zonas más calientes hacia las más frías, lo que, unido a la ley de conservación de la energía, implica que la temperatura del material estelar debe descender continuamente a medida que nos alejamos del centro.

Ecuaciones de estado: gas ideal y materia degenerada

La relación detallada entre presión, densidad y temperatura depende de las propiedades concretas del material que se esté tra-



tando. Esta relación matemática se conoce como la *ecuación de estado* de la sustancia. Puede parecer sorprendente, pero es cierto, que en los interiores estelares normales rija como ecuación de estado una de las más simples de toda la termodinámica, la famosa y conocidísima *ley de los gases ideales*, que afirma que el producto de la presión por el volumen es directamente proporcional a la temperatura.

Incluso en los cursos elementales de física y química se advierte que la ecuación de estado del gas ideal es solo una primera aproximación al comportamiento de estos fluidos en el laboratorio, apta para presiones y temperaturas moderadas, y se mencionan correcciones diversas que rectifican y mejoran esa ley, como la ecuación de Van der Waals, y otras. Pero sin lugar a dudas en los interiores estelares las presiones y temperaturas son muchísimo más elevadas que las habituales en los laboratorios

terrestres. ¿Cómo es posible, entonces, que sigamos planteando la ley de los gases ideales como ecuación de estado?

La clave está en que las presiones y temperaturas son, efectivamente, tan elevadísimas que los átomos se encuentran totalmente ionizados: todo el material estelar es un revoltijo de núcleos atómicos y electrones entre los que no hay ni un solo átomo íntegro, con su estructura «habitual» (para el ser humano) formada por corteza y núcleo. Ya vimos que los átomos están hechos sobre todo de espacio vacío, y la ionización total hace que las partículas resultantes, electrones y núcleos, se desplacen con unas separaciones relativas entre sí enormes, comparadas con sus tamaños físicos. Y en estas condiciones la ley de los gases ideales se convierte en una aproximación más que buena, buenísima, al comportamiento del material, a pesar de imperar condiciones como las del interior solar, donde la temperatura asciende a quince millones de grados y la presión alcanza los dos billones (millones de millones) de atmósferas. En la mayoría de casos solo es necesario tener en cuenta, añadiendo los términos matemáticos adecuados, que junto a la presión debida a las partículas materiales existe una cantidad no despreciable de presión debida a la radiación. Aun así, los avatares de la física estelar hacen que puedan darse casos tan extremos en los que el material deje de comportarse como un gas ideal. En esos casos, los modelos incorporan correcciones (ligeras) a la ecuación de estado.

Pero hay otras situaciones en las que la ecuación de estado cambia de manera radical. Es curioso, pero cuando se produce este fenómeno no se debe tanto a que los núcleos atómicos (sobre todo protones, o núcleos de hidrógeno, aunque no solo) se aparten de la ley del gas ideal, sino que son los electrones los responsables del cambio de comportamiento. Los electrones desempeñan un papel secundario en la mayoría de las fases evolutivas estelares: se limitan casi solo a estar ahí, compensando la carga eléctrica de los núcleos atómicos, y su presencia debe tenerse en cuenta solo para cálculos muy detallados. Pero cuando las condiciones físicas se acercan a densidades del orden de diez kilogramos por centímetro cúbico (se dice pronto: diez mil veces la densidad del agua) y las temperaturas no son exorbitantemente

te elevadas, los electrones cambian de comportamiento, pasan al denominado *estado degenerado* y se habla de *materia degenerada*, que se rige por una ecuación de estado muy diferente a la del gas ideal. Lo más importante de esta nueva ecuación de estado es, para nuestros fines, que la presión de la materia degenerada no se incrementa cuando crece la temperatura. Cuando rige la ley del gas ideal todo cambio de temperatura conlleva una alteración, en el mismo sentido, de la presión como respuesta instantánea, pero un material degenerado puede calentarse mucho sin que su presión varíe apenas. Este hecho tendrá consecuencias muy importantes en los cuerpos celestes que llegan a atravesar fases degeneradas, como en las enanas blancas o en el interior de algunas estrellas gigantes rojas.

Cuando las condiciones de densidad crecen todavía más y llegan a los mil kilogramos por centímetro cúbico (un millón de veces la densidad del agua) los electrones empiezan a moverse tan rápido que se deben aplicar correcciones relativistas a su ecuación de estado (*materia degenerada relativista*). Y más allá, cuando la densidad ronda los cientos de billones (millones de millones) de gramos por centímetro cúbico, puede llegar el caso de que los neutrones entren en un estado de degeneración similar al que hemos descrito para los electrones. La ecuación de estado de la materia neutrónica degenerada es poco conocida, como casi todo lo que tiene que ver con el comportamiento de cantidades macroscópicas de materia con densidades similares a las de los núcleos atómicos.

Modelos estelares

Con las mimbres físico-matemáticas descritas es factible resolver las ecuaciones y deducir cómo es el interior de una estrella desde todos los puntos de vista: producción de energía, perfil radial de densidades, temperaturas, etcétera. Por supuesto, hay que introducir como ingrediente esencial el comportamiento de las posibles reacciones nucleares, incluida su dependencia de la temperatura, así como los criterios para decidir el mecanismo

de transporte de la energía: si este se produce por convección o por radiación (dado que la conducción no suele ser relevante en este contexto). Es necesario especificar también la masa de la estrella y su composición química de partida.

El problema es formidable y queda lejos de la simplicidad que Arthur Eddington creía ver en las estrellas. No existen soluciones analíticas para el problema, es decir, que se puedan plasmar en ecuaciones, salvo en casos aproximados que pueden brindar respuestas meramente orientativas. Por eso, todo el trabajo sobre estructura y evolución estelar depende de la resolución numérica de las ecuaciones, es decir, del cálculo puro y duro en simulaciones informáticas.

Estos modelos informáticos dividen la estrella en multitud de cascarones esféricos, lo bastante delgados como para que se pueda considerar que las condiciones físicas no varían entre su cara interna y su cara externa. El primer resultado de los modelos es la estructura de una estrella para un instante concreto, pero también pueden seguir la evolución estelar, es decir, el cambio de esta estructura, a medida que pasa el tiempo y se van alterando las condiciones de partida, sobre todo la composición del material según progresan las reacciones de fusión en las zonas más densas y calientes. Para los estudios evolutivos hay que proceder a pasos temporales lo bastante pequeños como para que las condiciones cambien un poco, pero no demasiado, en cada etapa. En las fases más estables y tranquilas de la evolución estelar estos pasos pueden abarcar miles, o muchos miles de años; pero en ocasiones, como veremos, surgen situaciones en las que se hace necesario seguir los procesos con una resolución temporal mucho más fina. En cualquier caso, el estudio moderno de la evolución estelar no habría llegado a su estado actual de no ser por las grandes supercomputadoras aplicadas al cálculo masivo.

Radiación y convección

En la enseñanza primaria se explican las tres maneras en que puede propagarse el calor: conducción, convección y radiación.

La conducción carece de valor normalmente en astrofísica, pero el juego entre convección y radiación resulta de una importancia central en el estudio de la estructura estelar, y por eso vale la pena que le dediquemos unas palabras.

La radiación como mecanismo para el transporte de energía consiste en la propagación de radiación electromagnética (fotones) sin traslado de parte de la masa del objeto implicado. La radiación atraviesa el medio caliente y se lleva la energía. La convección, en cambio, implica el transporte de energía junto con la materia caliente: en lugar de mover ondas electromagnéticas (o fotones), se desplazan porciones materiales que portan consigo la energía en forma de calor, es decir, en forma de energía cinética ligada a la agitación de sus partículas ultramicroscópicas.

La energía producida en los interiores estelares escapa por la vía más eficiente de que disponga. Cuando las condiciones físicas y de composición química conforman un medio poco opaco, la energía fluye preferentemente por radiación. Pero cuando las condiciones hacen que el medio sea bastante opaco, entonces la energía se acumula, la temperatura crece, el material se dilata y las fuerzas de flotación de Arquímedes piden paso: el material caliente, menos denso, tiende a ascender mientras que el más frío y denso que hay por encima hace lo contrario. Así arranca la convección.

Como se ha mencionado, el juego entre los dos mecanismos de transporte de energía en los interiores estelares es muy importante, y el carácter convectivo o radiativo de un astro, o de algunas de sus capas, determina muchas de sus propiedades y, en buena medida, el curso de su evolución.

Radiación del cuerpo negro

Ya hemos descrito uno de los mecanismos de interacción entre los átomos y la luz: la formación de espectros de absorción o de emisión a través de la excitación y desexcitación de electrones en las cortezas atómicas.

Como hemos dicho, cabe entender la luz como una onda electromagnética. La radiación electromagnética interacciona con las partículas materiales que poseen carga eléctrica: una onda de este tipo acelera las cargas eléctricas y, en justa correspondencia, siempre que se aplica una aceleración a una carga eléctrica se emite una onda electromagnética. Este proceso puede darse en partículas cargadas libres, independientes, pero también puede suceder cuando los electrones (negativos) y los núcleos atómicos (positivos) se encuentran ligados en forma de átomos neutros. Uno de los procesos físicos más importantes en termodinámica y en astrofísica es el de la emisión de radiación electromagnética de origen térmico, es decir, el mecanismo mediante el cual emiten luz (visible o invisible) los objetos que están calientes.

La temperatura de un trozo de materia no es más que una medida de la velocidad con la que se agitan sus partículas más pequeñas, los átomos o las moléculas. Cuando átomos y moléculas se agitan, chocan unos contra otros, y en ese trance es evidente que se aceleran y desaceleran, y con ellos todos sus componentes subatómicos portadores de carga eléctrica. Por lo tanto, toda agitación térmica conlleva la aceleración de partículas cargadas y, en consecuencia, la emisión de radiación electromagnética.

La emisión electromagnética de los cuerpos calientes es un asunto central en termodinámica clásica, y su estudio condujo al nacimiento de la física cuántica, porque se comprobó que no es posible explicar el espectro de emisión de este tipo de objetos sin recurrir a argumentos de tipo cuántico. En este contexto suele hablarse del *cuerpo negro*, un fragmento material ideal que solo emita luz por el hecho de estar caliente, y no por ninguna otra razón. Por ejemplo, en un cuerpo negro no pueden darse excitaciones y desexcitaciones atómicas, pero tampoco puede reflejar luz: está obligado a absorber toda la radiación que incida sobre él, de ahí la denominación de *negro*, a pesar de que puede emitir luz (y de hecho tiene que hacerlo). Remarquemos el hecho sorprendente de que la emisión térmica se produce por igual en materiales sólidos, líquidos o gaseosos, y

que tampoco hay diferencias entre los compuestos por átomos sueltos o por moléculas; insistimos: solo la temperatura es importante.

Como demostró Max Planck en el año 1900, un cuerpo negro emite radiación con un espectro bien definido y que depende tan solo de su temperatura: cuerpos negros de distinta composición química pero de temperaturas idénticas muestran el mismo espectro de emisión térmica.

La curva de emisión espectral del cuerpo negro se caracteriza por adoptar un valor nulo para longitudes de onda nulas, es decir, no es posible la emisión térmica con frecuencia infinita. Pero luego la intensidad de emisión va ascendiendo a medida que se consideran longitudes de onda más largas, frecuencias más bajas, hasta alcanzar un máximo en una longitud de onda concreta y que depende solamente de la temperatura del cuerpo negro. A partir de esa longitud de onda de emisión máxima, la intensidad del espectro vuelve a descender suavemente, poco a poco, y, aunque en rigor no llega nunca a anularse, la intensidad para longitudes de onda arbitrariamente largas es tan escasa que se puede despreciar.

Los cuerpos negros muy calientes tienen el máximo de emisión en longitudes de onda muy cortas que podrían situarse incluso fuera del rango visible (en el ultravioleta o más allá) para objetos extremadamente cálidos, mientras que los cuerpos negros más fríos emiten radiación también fuera del espectro visible, pero por el otro lado: en el infrarrojo o incluso en las ondas de radio.

Muchos objetos de la vida cotidiana se comportan como cuerpos negros bastante aproximados. Pero muy en especial, las estrellas son cuerpos negros muy buenos. He aquí solo una de las múltiples ocasiones en que la física nos desconcierta con denominaciones alejadas del lenguaje intuitivo: en astrofísica, los astros que alumbran el cosmos inundándolo de luz se consideran nada menos que... cuerpos negros.

Cabe una esperanza razonable de que en un futuro no demasiado lejano seamos capaces de comprender una cosa tan simple como una estrella.

ARTHUR EDDINGTON

LEY DE WIEN: ASTROFÍSICA APLICADA A LA FONTANERÍA Y A LAS ARTES PLÁSTICAS

La ley física que determina el espectro de emisión de un cuerpo negro es la distribución de Planck. Si se expresa en función de la temperatura termodinámica T (medida en kelvins), la radiancia espectral de un cuerpo negro corresponde a:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/(\lambda kT)} - 1},$$

donde h es la constante de Planck ($6,62607 \cdot 10^{-34}$ Js), c la velocidad de la luz en el vacío ($299\,792\,458$ m/s) y k la constante de Boltzmann ($1,38065 \cdot 10^{-23}$ J/K). De la ley de Planck se deduce la *ley del desplazamiento de Wien*, que da la longitud de onda $\lambda_{\text{máx}}$ para la que el espectro del cuerpo negro alcanza el máximo de emisión:

$$\lambda_{\text{máx}} = \frac{hc}{5kT}.$$

Hay que advertir algo que no suele mencionarse en textos elementales, y es que ese cinco que figura en el denominador es en realidad un valor aproximado, resultado de resolver una ecuación trascendente, y que esa constante en realidad debería valer 4,965114231. Observemos que la relación de proporcionalidad entre $\lambda_{\text{máx}}$ y T es inversa, es decir, para cuerpos más calientes tenemos el máximo de emisión en longitudes de onda más cortas (frecuencias más elevadas). Como se aprecia en la tabla, los objetos fríos tienen el máximo de emisión en el infrarrojo lejano, y solo los cuerpos negros en el entorno de los 5000 K de temperatura emiten prioritariamente en el visible. Al acercarnos a los 10000 K el máximo pasa ya al ultravioleta, como es el caso de la emisión de las cuatro estrellas más brillantes de la imagen.

Ámbitos opuestos

Esto significa que, incluso dentro del estrecho rango de longitudes de onda del espectro visible (de unos 400 a unos 800 nm), los objetos más calientes emiten en los tonos violetas o azulados, los templados hacia el verde y los cuerpos más fríos tienden al naranja o al rojo. Es curioso, pero la realidad física (al menos en lo que a emisión térmica se refiere) sigue el sentido contrario a la convención en artes plásticas, en las que se considera que los tonos azulados son «colores fríos», y se denomina «tonalidades cálidas» a las que tienden al naranja o rojizo. Por los mismos motivos convencionales, en fontanería se acostumbra a marcar con rojo el grifo del agua caliente y en azul el de la fría, pero atención si la persona encargada de la instalación de nuestra casa resulta tener interés por la astrofísica, o si se visita el hogar de alguien con una obsesión especial por la termodinámica, porque en un temerario alarde de rigor teórico-práctico podría haber intercambiado las marcas de color de los grifos en la cocina y el cuarto de baño...

Temperatura termodinámica (K)	$\lambda_{\text{máx}}$	Banda espectral
100	29 000 nm	Infrarrojo lejano
500	5 800 nm	Infrarrojo medio
1 000	2 900 nm	Infrarrojo cercano
2 000	1 500 nm	
6 000	480 nm	Luz visible
8 000	360 nm	Ultravioleta cercano
10 000	290 nm	Ultravioleta medio
20 000	150 nm	Ultravioleta lejano
40 000	70 nm	

Longitud de onda máxima de emisión (en nanómetros, o sea millonésimas de milímetro), según la ley de Wien, para cuerpos negros de varias temperaturas termodinámicas, expresadas en kelvins. Para obtener la temperatura en grados centígrados basta sustraer 273 a las cantidades de la tabla, operación que puede tener cierta relevancia para los primeros datos, pero que afecta relativamente poco en el caso de los cuerpos más calientes.



El máximo de emisión de estas cuatro estrellas, las más brillantes de la foto, está en la banda ultravioleta. Las cuatro pertenecen al cúmulo estelar del Trapecio, ubicado en la nebulosa de Orión.

Radiación sincrotrón

Hasta ahora hemos considerado la absorción y emisión de radiación a partir de átomos, bien sea debido a la excitación y desexcitación de electrones en las cortezas atómicas o a la agitación térmica (radiación del cuerpo negro) de átomos o moléculas enteros. Pero la naturaleza ofrece otras formas de acelerar partículas cargadas y, por supuesto, toda aceleración de una carga eléctrica va acompañada de la correspondiente emisión de radiación. Uno de esos otros mecanismos de interacción es el de la *radiación sincrotrón*. En este caso, la radiación procede de electrones aislados de sus átomos y que se mueven en el seno de un campo magnético con velocidades cercanas a la de la luz: se trata, por tanto, de un fenómeno en el que los efectos relativistas adquieren una gran importancia. Cuando los electrones acelerados se desplazan con velocidades no relativistas se suele hablar de *radiación ciclotrón*. Ambos tipos de radiación son muy importantes en aplicaciones físicas en la Tierra, en múltiples campos de trabajo, pero aparecen también en contextos astrofísicos. Aunque en principio podría emitirse radiación sincrotrón procedente de partículas cargadas de cualquier tipo, desde protones a núcleos atómicos más pesados, el requisito de que la velocidad sea relativista hace que solo las partículas cargadas más ligeras, los electrones, lleguen a mostrar esta forma de emisión en contextos astrofísicos.

La radiación sincrotrón la emiten, como decimos, electrones que se mueven con gran velocidad, cuando son acelerados en el seno de campos magnéticos intensos. Esta emisión está muy concentrada en haces dirigidos en la dirección del movimiento de los propios electrones, y presenta unos rasgos espectrales y de polarización (plano en el que oscilan los campos electromagnéticos) muy peculiares y radicalmente distintos a los que caracterizan la emisión en líneas debida a excitaciones electrónicas o la emisión térmica continua.

Los procesos de contracción extrema tienden a intensificar las velocidades de rotación y los campos magnéticos, debido a la conservación del momento angular y del flujo magnético. Por lo tanto, se produce radiación sincrotrón en contextos relacio-

nados con objetos ultracompactos, como núcleos activos de galaxias o con relictos estelares como las estrellas de neutrones.

TIPOS ESPECTRALES Y DIAGRAMA HR

Llega ahora el momento de aplicar todo lo anterior a la luz emitida por las estrellas. Por el momento no tenemos que preocuparnos demasiado por lo que ocurre en el interior estelar, es decir, podemos desentendernos hasta cierto punto del origen de la energía radiada, para prestar atención tan solo a lo que le ocurre cuando abandona la estrella. Aunque las estrellas sean objetos gaseosos, basta considerar el caso del Sol para constatar que presentan una superficie aparente bien definida. Esta superficie se corresponde con la capa gaseosa desde la que la luz escapa finalmente hacia el espacio, y recibe el nombre de *fotosfera* (del latín «esfera de la luz»). Por supuesto, las fotosferas estelares no son capas infinitamente delgadas, sino que poseen un cierto grosor, relativamente pequeño en la mayoría de los casos, como el del Sol, pero que puede llegar a ser considerable en objetos estelares difusos o poco densos.

El espectro de una estrella

La luz que nos llega desde todos esos puntitos resplandecientes que tachonan la noche procede de la superficie aparente brillante, la fotosfera, de esferas gaseosas de diferentes tamaños y temperaturas superficiales. Aunque el origen último de la energía estelar sea de carácter nuclear, cuando la energía alcanza la fotosfera de la estrella tras atravesar toda la masa del astro ya no guarda recuerdo de su origen. Cada paquete de energía radiante, cada fotón, sigue por el interior estelar un recorrido tortuoso, jalonado de absorciones y reemisiones por la interacción de esta energía con las partículas cargadas de un plasma totalmente ionizado: sobre todo protones y electrones. El camino es tan atormentado que cada fotón puede necesitar un intervalo de tiempo

insospechadamente largo para cubrir el trayecto desde el lugar donde fue emitido hasta la fotosfera, desde donde ya es libre para escapar. Los cálculos de este intervalo temporal son muy complejos y autores diferentes consignan resultados distintos, pero estimaciones recientes apuntan a unos 170 000 años como tiempo medio en el caso del Sol. Por supuesto, en otras estrellas estos números cambian mucho, pero la cifra para nuestro astro rey da una idea del nivel laberíntico que alcanza la odisea de un fotón en su camino desde el núcleo estelar hasta la Ítaca fotosférica.

Tras semejante pesadilla, la radiación está totalmente *termalizada*, es decir, lo que vemos en la fotosfera estelar es un gas caliente ionizado que emite luz tan solo en virtud de su temperatura. Podríamos comparar la situación con la de una olla de agua puesta a hervir sobre un fuego de gas butano. Con independencia del espectro que exhiba la llama subyacente, quien observe la cazuela desde arriba percibirá un cuerpo «negro», el agua, que emite en virtud de su temperatura de 100 °C, 373 K, y por tanto con un espectro de emisión planckiano con un máximo en torno a la longitud de onda de 7770 nanómetros, en el infrarrojo medio. En conclusión, el espectro «nativo» de la luz en la fotosfera estelar es el de un cuerpo negro casi perfecto, con el perfil de distribución de energías para cada longitud de onda que corresponda a la temperatura de la superficie estelar.

Pero la estrella no termina en la fotosfera. Por encima de la misma sigue habiendo material estelar, la región llamada *atmósfera estelar*, con una densidad lo bastante baja como para que su emisión térmica (que también existe, dado que es inevitable en cualquier objeto material cuya temperatura esté por encima del cero absoluto) afecte poco al espectro estelar, pero que sí es capaz de alterar el perfil de luz del cuerpo negro fotosférico a través de mecanismos de excitación y desexcitación atómica. La atmósfera estelar puede, por tanto, añadir líneas espectrales superpuestas al cuerpo negro perfecto original.

Para que aparezcan líneas espectrales las condiciones tienen que ser lo bastante benignas, en cuanto a temperatura, para que algunos electrones puedan quedar ligados a los núcleos atómicos y empiece a haber átomos completos o, al menos, iones.

Cuando se interpone un gas con átomos o iones empiezan a aparecer líneas espectrales de absorción: los átomos sustraen del espectro fotosférico luz con la longitud de onda correspondiente a las energías capaces de excitar sus electrones. Por otra parte, mecanismos de excitación variados pueden ionizar átomos que luego se recombinen y emitan luz en líneas espectrales de emisión superpuestas, también al espectro continuo.

El resultado es un espectro estelar que sigue pareciéndose muchísimo al de un cuerpo negro, pero en el que se aprecian líneas de absorción y, a veces, de emisión. Qué líneas espectrales aparezcan depende de la composición química de la atmósfera estelar, pero también de las condiciones físicas que imperen en ella. Por ejemplo, en estrellas con fotosferas muy calientes la atmósfera no llega a enfriarse lo bastante como para que el hidrógeno se recombine en átomos y, en esos casos, aunque el hidrógeno sea el elemento más abundante, puede no aparecer en el espectro. En el otro extremo, en estrellas muy frías pueden llegar a aparecer incluso moléculas completas, como agua u óxidos de titanio o circonio, que dejan su huella característica en el espectro estelar en forma de anchas bandas de absorción. El parámetro fundamental que distingue unos espectros estelares de otros es la temperatura, y las diferencias de composición química, aunque están presentes, deben buscarse como efectos de detalle superpuestos al factor principal. La temperatura determina tanto la forma del espectro subyacente de cuerpo negro, que es la dominante, como el bosque de líneas espectrales superpuestas. De ahí que la clasificación estelar habitual divida las estrellas en categorías de temperatura.

Tipos espectrales

La clasificación espectral de las estrellas en uso de manera universal es la llamada *clasificación de Harvard*, basada en un trabajo de análisis fotográfico de un cuarto de millón de espectros estelares realizado en las dos primeras décadas del siglo xx bajo la responsabilidad de Edward Pickering y Annie Jump Cannon. Los criterios iniciales de etiquetado en este equipo de trabajo se basaban

en la prominencia de las líneas del hidrógeno (la llamada *serie de Balmer*), y seguían un orden alfabético de la A hasta la Q, con la A para las estrellas donde el hidrógeno destacaba más. Pero luego se hizo patente que el parámetro fundamental era la temperatura, y la secuencia alfabética se reordenó en unas cuantas etiquetas supervivientes que desde entonces quedaron congeladas en la serie de siete letras que toda persona que se dedique a la astrofísica debe aprender de memoria: O, B, A, F, G, K, M. Un pasatiempo inoludible en todo libro de astronomía que se precie consiste en, llegado este punto, proponer alguna regla nemotécnica para recordar esas siete letras en orden. La mejor en nuestra lengua es quizá la propuesta por Alberto Bueno y que puede adaptarse como: «Ojalá Bartolo Alcance Fama y Gane Kilos de Millones».

En esta serie, la temperatura fotosférica decrece desde la O hasta la M, y las líneas espectrales características van variando. En el tipo O solo se aprecian líneas de elementos relativamente pesados y altamente ionizados, en B empieza a apreciarse el hidrógeno, que alcanza su máxima intensidad en A, para luego decrecer al pasar a F, G, K y M (obsérvese que aquí se mantiene el orden alfabético, salvando las letras omitidas), a medida que aparecen y se refuerzan líneas debidas a elementos como el calcio y, para tipos más fríos, aparecen las bandas moleculares.

En tiempos recientes se han añadido los tipos L, T e Y para los objetos subestelares conocidos como *enanas marrones*. Para terminar con la clasificación de Harvard, mencionemos que cada tipo espectral se divide en subtipos marcados con números del 0 al 9 (a veces incluso con decimales).

A la clasificación de Harvard se superpone la de Yerkes, relacionada no con la temperatura de las estrellas, sino con su tamaño o luminosidad. En efecto, dos estrellas con temperaturas superficiales iguales tendrían el mismo tipo espectral de Harvard, pero podrían ser astros muy diferentes en cuanto a tamaño y, por tanto, también a luminosidad o intensidad de la gravedad en superficie, todo lo cual se refleja asimismo en el espectro cuando se estudia con suficiente grado de detalle. Distinguir por su luminosidad estrellas del mismo tipo espectral se ha mostrado como algo imprescindible, y para ello se recurre a las *clases de lumino-*

Clase de luminosidad de Yerkes	Explicación
I	Supergigantes
II	Gigantes luminosas
III	Gigantes
IV	Subgigantes
V	Enanas
VI	Subenanas
VII	Enanas blancas

La tabla de arriba corresponde a la clasificación estelar de Yerkes, basada en el tamaño o luminosidad de las estrellas. A la derecha, relación entre color, temperatura y tipo espectral. Las temperaturas se dan en la escala absoluta: para convertir a grados centígrados bastaría sumar 273, aunque en la mayoría de los casos el cambio resulta irrelevante. Tipos y clases de algunas estrellas: Bellatrix (B2III), Régulo (B7V), Sirio (A1V), Vega (A0V), Megrez (A3V), Altair (A7V), Sol (G2V), Aldebarán (K5III), Betelgeuse (M2I).

Denominación convencional	Tipo espectral	Temperatura absoluta (K)
Azul	O5	54 000
Azul	O9	37 800
Azul	B2	21 000
Azul	B7	13 500
Blanca	A0	9 600
Blanca	A5	8 300
Blanca	F0	7 300
Blanca	F6	6 500
Amarilla	G0	6 000
Amarilla	G8	5 400
Naranja	K3	4 800
Naranja	K7	4 000
Roja	M4	3 400
Roja	M8	2 700

sidad de Yerkes, que se designan con números romanos, como se muestra en la tabla de la izquierda. Así, podemos encontrarnos con estrellas clasificadas como G2V (categoría a la que corresponde el Sol), A1V (Sirio), o K1,5III (Arturo).

Ya hemos comentado que la temperatura de un cuerpo negro se relaciona con el color. Los colores de los cuerpos negros son muy sutiles, difíciles de distinguir del blanco, aunque para los más fríos pueden apreciarse tonalidades anaranjadas o rojizas. Más difícil es percibir tintes azulados en las estrellas de temperaturas superficiales más elevadas. Aun así, el ejercicio puede realizarse, sobre todo si se dispone de un telescopio que intensifique las imágenes estelares y aporte más flujo a la retina, para activar las células retinianas llamadas *conos*, adaptadas a la visión diurna y sensibles

al color. La tabla de la derecha de la página anterior muestra la relación entre colores, tipos espectrales y temperaturas.

¿De qué color es un cuerpo negro?

Usted debería buscar un lugar recóndito, alejado de la vista de otras personas, para atreverse a leer un texto encabezado por semejante título. Con su bagaje de conocimientos sobre los cuerpos negros, ya sabe que la pregunta tiene sentido, pero quien no esté al tanto de las excentricidades terminológicas físicas que hacen que los cuerpos negros brillen, podría dudar, no sin razón, de su salud mental al ver que le dedica tiempo a una cuestión aparentemente tan absurda. Si ya se encuentra en un lugar seguro, procedamos a reflexionar sobre los colores de los cuerpos negros o, lo que viene a ser lo mismo, sobre los colores de las estrellas.

El único cuerpo *negro* de verdad sería uno cuya temperatura termodinámica fuera igual a 0 K, el cero absoluto. Pero la termodinámica y la física cuántica prohíben que haya nada en el universo que se encuentre exactamente a esa temperatura: todo tiene que encontrarse siquiera un poquitín por encima del cero absoluto. Por tanto, aplicando la fórmula de Planck, deducimos que todo objeto material emite radiación electromagnética de *todas* las longitudes de onda. Ahora bien, un cuerpo negro bastante frío emitiría casi toda su radiación en regiones espectrales alejadísimas del intervalo de la luz visible y, en consecuencia, aparecería *negro* en términos prácticos. Al irse calentando, la ley de Wien iría trayendo el máximo de emisión más y más cerca de la luz visible e, incluso antes de que ese máximo estuviera dentro de ese rango, el objeto calentado empezaría a resplandecer con una tonalidad rojiza, que se iría haciendo cada vez más intensa y brillante a medida que calentáramos el cuerpo. Este fenómeno es bien conocido y sucede cuando se calienta el metal hasta ponerlo al rojo vivo. Un poco más de calor y la barra metálica empieza a tornarse anaranjada, luego incluso amarillenta, antes de fundirse. Un cuerpo negro que resista temperaturas superiores (aunque se encuentre en estado líquido o gaseoso) iría mostran-

do colores perceptuales que pasarían del anaranjado al amarillo y luego al blanco, para terminar exhibiendo tintes azulados.

La ley de Wien establece que el máximo de emisión del espectro de un cuerpo negro cuya temperatura vaya creciendo tiene que recorrer todos los colores del arco iris, pero el espectro resultante, descrito por la ley de Planck, impone que haya contribuciones significativas de energía en los colores que rodean ese máximo, lo cual atenúa mucho el color percibido, hasta el extremo de que no hay cuerpos negros de color verde, aunque su máximo de emisión sí pueda estar en la región de los verdes: esto es justo lo que ocurre, ni más ni menos, con el Sol, en cuyo espectro predomina el verde, pero que aparece perceptualmente blanco, o blanco amarillento, debido a la contribución de la luz que emite en todo el intervalo de la luz visible.

Durante muchas décadas fue habitual utilizar cuerpos negros para alumbrar de noche los hogares y las calles. Las lámparas incandescentes tradicionales, las bombillas con filamento de wolframio de toda la vida, no son sino cuerpos negros metálicos encerrados en una ampolla de vidrio al vacío, que se calientan por el paso de la corriente eléctrica hasta el punto que su espectro de emisión contenga una cantidad considerable de luz visible. Con temperaturas entre 2000 y 3000 K, las lámparas tradicionales proporcionan una luz anaranjada de tonalidad muy agradable. Versiones más modernas, llamadas halógenas, logran que el filamento se mantenga a temperaturas aún mayores, con lo que se obtiene una luz más blanca.

El color de las lámparas incandescentes, es decir, de los cuerpos negros, se ha estudiado a fondo en la industria del alumbrado. El estándar internacional para la medida del color percibido por el ojo humano identifica cada uno de los infinitos tonos por dos coordenadas, x e y . Sobre este diagrama bidimensional, los colores percibidos para los cuerpos negros a distintas temperaturas ocupan solo una línea curva que va desde los rojos más profundos hasta la región central, de los blancos y blancos azulados. De hecho, la mayor parte de esta línea, llamada *lugar geométrico planckiano* (o *planckian locus*), recorre la zona cromática recomendada internacionalmente para las señales lumi-

nosas blancas. Para cada color sobre esta línea hay vinculada una temperatura de cuerpo negro, llamada *temperatura de color*.

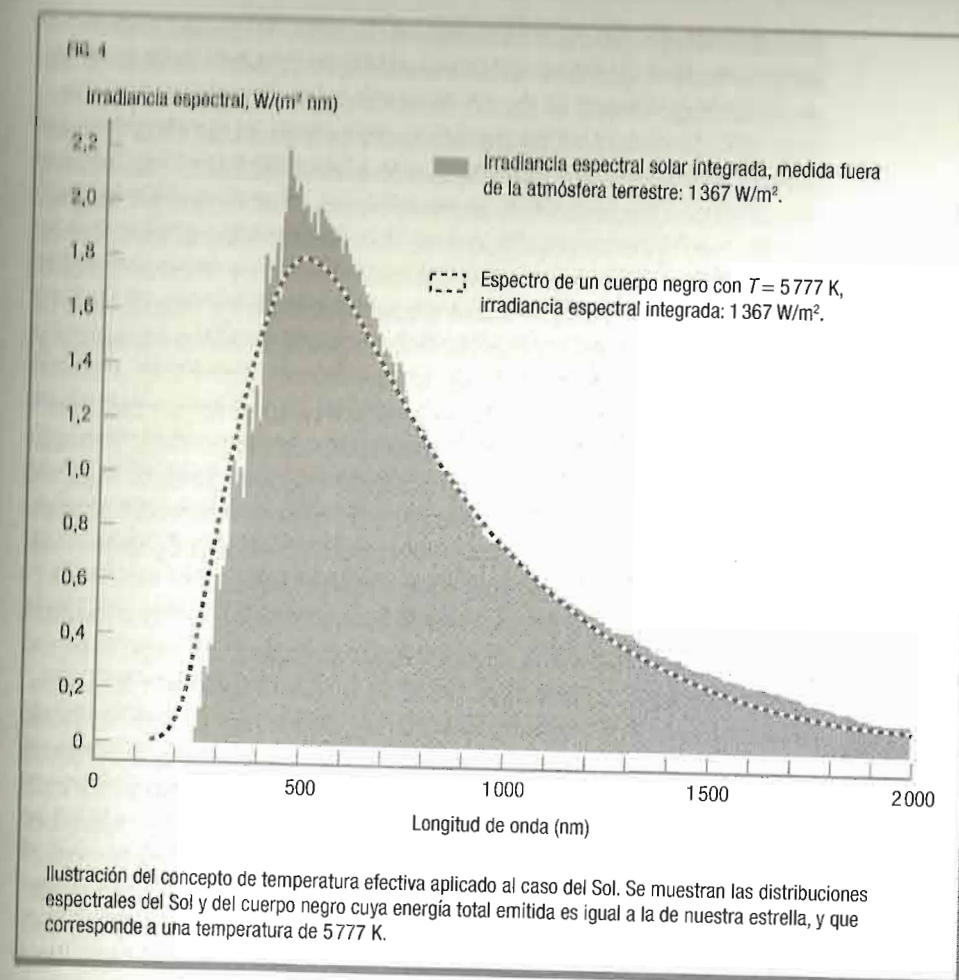
Hoy día hay fuentes de iluminación artificial que no son cuerpos negros. Por lo tanto, su color perceptual se aparta del lugar geométrico planckiano, pero las organizaciones internacionales han establecido que para fuentes de luz no demasiado diferentes de un cuerpo negro se defina la *temperatura de color correlacionada*, definida a su vez como la temperatura de color que correspondería al cuerpo negro que «más se parezca», en cuanto a tonalidad, a la lámpara, para la misma intensidad.

Al aplicar todo lo anterior a las estrellas se comprende por qué algunas de ellas, las más frías, presentan tonalidades claramente anaranjadas, otras parecen amarillentas y la mayoría blancas, en tanto que sus colores nunca sean tan manifiestos y saturados como nos gustaría. Los cuerpos negros presentan colores muy sutiles, casi blancos, y el discreto abanico cromático de las estrellas no es sino una muestra más de que se comportan como cuerpos negros.

El concepto de temperatura de color correlacionada del mundo del alumbrado encuentra su equivalente en el mundo de la astrofísica: la *temperatura efectiva*. Se entiende por temperatura efectiva de una estrella la temperatura termodinámica del cuerpo negro cuya distribución espectral mejor se ajuste globalmente, en términos de energía total emitida. Como vemos, tal definición cuenta con un respaldo matemático riguroso, aunque los resultados son bastante comparables con los que se obtendrían al aplicar el concepto perceptual, luminotécnico, de temperatura de color correlacionada. Cuando se habla de la temperatura de una fotosfera estelar en realidad se suele hacer referencia a la temperatura efectiva, y realmente en la mayoría de los casos la temperatura efectiva constituye una aproximación muy buena a la temperatura termodinámica de la región emisora de luz (figura 4).

Diagrama de Hertzsprung-Russell y diagramas color-magnitud

Hertzsprung (4,5), Russell (2,5), Schwarzschild (5,5), Kirchhoff (3,5), Skłodwska (3,5), Eddington y Einstein (2,0)... ¿Realmente



para destacar en física el cociente entre consonantes y vocales en el apellido debe igualar o superar el umbral dos? El recíproco no es cierto, como lo demuestra el contraejemplo Schwarzenegger (2,5), pero cunden sospechas serias de que esta ley sí es válida formulada como condición necesaria, aunque no suficiente. Entretanto se confirma o no la hipótesis, en astrofísica estelar no queda más remedio que bregar a diario con el diagrama de Hertzsprung-Russell, cuyo cociente combinado de 3,5 lo hace di-

ficil de manejar para los hablantes de muchas lenguas del mundo, aunque indica que tras esta denominación podría ocultarse un gran hallazgo desde el punto de vista físico. Exploremos, pues, esta idea pero, con el fin de mantener la integridad de la lengua (ahora desde el punto de vista meramente anatómico-muscular), abreviemos desde ahora la nomenclatura y hablemos del diagrama HR, sin que ello implique desconsideración hacia los ilustres sabios Ejnar Hertzsprung (1873-1967) y Henry Norris Russell (1877-1957) que, en la primera década del siglo xx, regalaron a la astronomía una herramienta crucial para el entendimiento y la descripción de la evolución estelar.

El diagrama HR es una gráfica bidimensional en la cual se representan las estrellas según su temperatura superficial y su luminosidad. Así, los astros más calientes ocupan la zona izquierda del diagrama, mientras que los más fríos se colocan hacia la derecha. Y en vertical, las estrellas más luminosas aparecen en la parte alta y las menos luminosas hacia abajo.

La temperatura puede sustituirse por cualquier otra magnitud física que esté relacionada con ella como, por ejemplo, el tipo espectral de Harvard. De hecho, las versiones originales del diagrama HR utilizaban el tipo espectral como variable para el eje horizontal. Como hemos visto, la temperatura superficial (o temperatura efectiva) guarda una relación muy estrecha con el color de las estrellas, así que cabe afirmar que las estrellas azules caen a la izquierda y las rojas a la derecha. Esta interpretación cualitativa del color puede aplicarse de manera rigurosa, por medio de alguna de las medidas objetivas, numéricas, del color que se emplean en astrofísica, como el índice de color $B-V$, quizá la medida más usada, que adopta el valor cero para estrellas de tipo espectral A0, se vuelve negativo para astros más calientes y positivo para objetos más fríos. El índice de color $B-V$ del Sol es igual a 0,65.

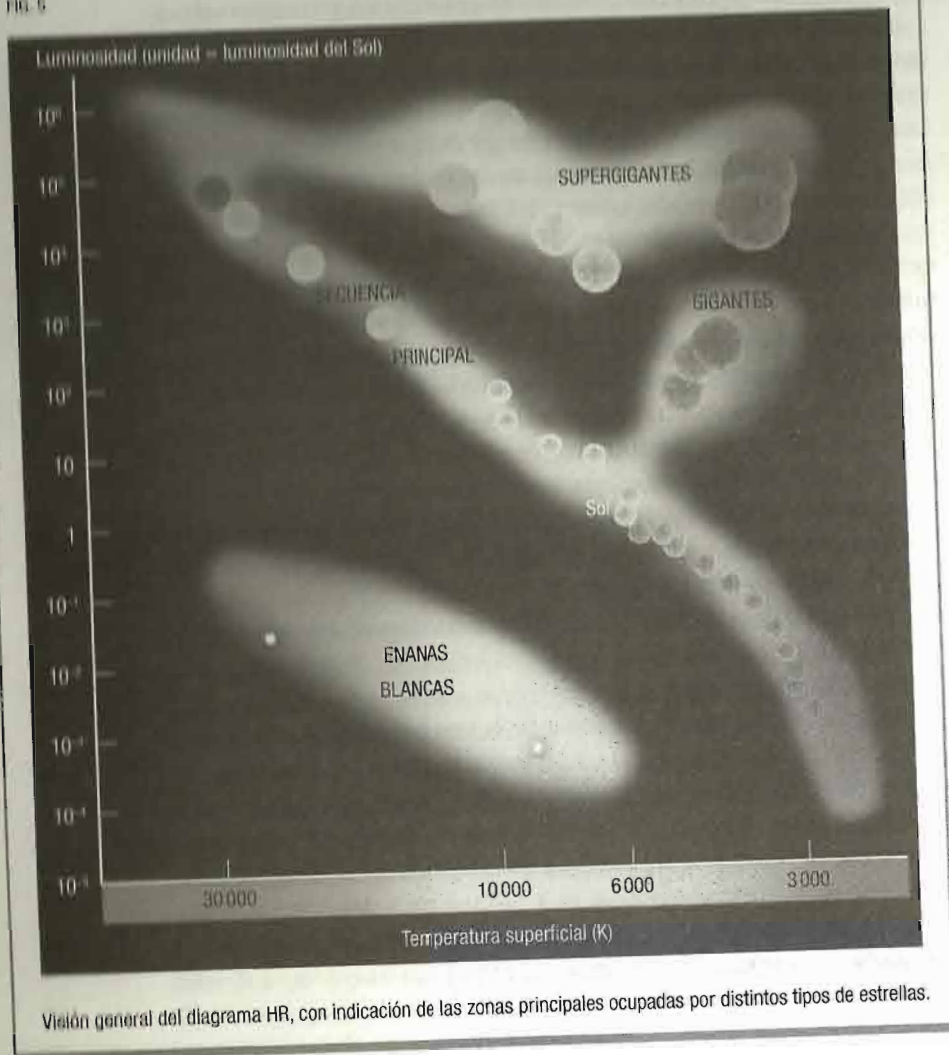
En cuanto a la luminosidad, también cabe representarla en el eje vertical del diagrama HR por medio de diferentes variables. La más directa, por supuesto, es la luminosidad propiamente dicha, término astrofísico que en realidad podría denominarse potencia, porque es exactamente eso, la potencia radiante de

la estrella, y por lo tanto se podría medir en vatios. Sin embargo, la comunidad astronómica es muy peculiar y conservadora, y prefiere utilizar como unidad de medida para la potencia de las estrellas no el vatio, sino la potencia luminosa del Sol, L_{\odot} , que es igual a nada menos que casi cuatrocientos cuatrillones (millones de millones de millones de millones) de vatios. Pero aún se puede rizar más el rizo y sustituir la potencia, o luminosidad, medida en cualesquiera unidades, por otra medida muy frecuente en astrofísica, la *magnitud absoluta*. No es necesario entrar aquí y ahora en los detalles de este curioso sistema de medida, que hunde sus raíces en la Grecia clásica, pero baste decir que es una escala invertida, es decir, que cuanto más brille una estrella *menor* resulta su magnitud. Dado que en todo diagrama HR que se precie las estrellas de abajo son las débiles, encontramos que cuando la luminosidad se mide en términos de la magnitud absoluta, el eje vertical queda «invertido» desde el punto de vista numérico: los valores elevados de la magnitud absoluta, los de las estrellas débiles, aparecen por supuesto en la parte baja del diagrama (figura 5).

En los ambientes más puristas se establecen diferencias de detalle y de terminología entre las diferentes versiones del diagrama HR, y a veces incluso se insiste en que uno de tales diagramas planteado no en términos de luminosidad y temperatura (o incluso luminosidad y tipo espectral), sino en términos de índice de color y magnitud absoluta, no «debería» llamarse diagrama HR, sino *diagrama color-magnitud*. Tal prurito terminológico se nos antoja excesivo incluso para un uso especializado y parece mucho más sencillo usar todas estas denominaciones alternativas como sinónimos bastante aproximados, cuando no estrictos.

Se podría esperar que las estrellas se esparcieran por todo el plano del diagrama HR, que hubiera astros con absolutamente todas las combinaciones posibles de temperatura y luminosidad. Pero nada más lejos de la realidad: los astros se concentran en algunas regiones del plano y dejan otras casi despobladas. Cada una de estas regiones corresponde a una categoría de estrellas con propiedades bien definidas.

FIG. 6



El rasgo más destacado es la serpiente curvada que atraviesa el diagrama en diagonal desde el extremo inferior derecho (estrellas muy frías —rojas— y muy débiles) hasta la esquina superior izquierda (estrellas muy calientes —azules— y lumino-

sas). Esta región tiene una importancia trascendental y recibe el nombre (poco glamuroso, reconozcámoslo) de *secuencia principal*. Las estrellas de esta zona se denominan genéricamente *enanas* y corresponden a la clase de luminosidad V de Yerkes. El Sol cae casi justo en el centro de esa secuencia. Otras clases de luminosidad de Yerkes se concentran en regiones concretas del diagrama. Observemos por ahora el importantísimo grupo de las estrellas que, aun siendo frías y rojizas, exhiben una luminosidad enorme, y caen por tanto en la zona superior derecha de la gráfica: son las gigantes y supergigantes rojas. Hacia la izquierda y abajo aparecen las estrellas muy calientes pero poco luminosas conocidas como *enanas blancas*.

Cuando entremos en los detalles de la evolución estelar veremos que el punto que representa una estrella concreta se va desplazando por el diagrama HR con el paso del tiempo. En consecuencia, descubriremos relaciones variadas entre la posición de un astro en esta gráfica y su estado evolutivo, los procesos que suceden en su interior, su edad y su masa.

Lo que nos dice el espectro

Terminemos este capítulo con algunos comentarios sobre la información física contenida en los espectros reales de las estrellas. Por una parte, ya hemos visto que la forma general del espectro informa acerca de la temperatura superficial del astro, a través de la comparación con el espectro de un cuerpo negro. Por otra parte, las líneas espectrales superpuestas, provocadas por la atmósfera estelar, informan como mínimo acerca de la composición química del objeto. La relación entre composición química y líneas espectrales es muy compleja y depende de las condiciones de presión, temperatura, densidad, intensidad de la gravedad... Aun así, los modelos actuales permiten deducir la composición química de las capas exteriores de las estrellas con gran precisión a partir de los espectros.

Porque los espectros reflejan también todos esos parámetros adicionales tan importantes. Por ejemplo, las condiciones de gra-

vedad y presión pueden deducirse del estudio detallado de la forma de las líneas espectrales, que también revelan datos insospechados acerca de la intensidad de los campos magnéticos. Si se conoce o se puede estimar la luminosidad de la estrella entonces, como veremos pronto, se logra deducir la masa y la comparación de este parámetro con la intensidad de la gravedad conduce al tamaño real de la estrella. ¡Podemos medir objetos que se nos muestran como simples puntos matemáticos, observando los detalles de la luz que nos envían!

Quizá otra de las sorpresas más interesantes ocultas en los espectros estelares sea la que tiene que ver con el movimiento de estos cuerpos. La luz, como fenómeno ondulatorio que es, cambia de longitud de onda (o de frecuencia) *aparente* si hay un movimiento relativo entre el objeto emisor y el aparato detector. Así, y en virtud del conocido *efecto Doppler*, todos los rasgos del espectro estelar se desplazan hacia el azul cuando emisor y detector se están acercando entre sí, mientras que se enrojecen cuando ocurre lo contrario. Por lo tanto, si se compara el espectro estelar con el que emite una fuente luminosa en reposo se logra deducir si la estrella se acerca o se aleja, y con qué velocidad.

Pero consideremos ahora una estrella en rotación. Una parte de la esfera gaseosa se aleja de la Tierra, mientras que la otra parte se acerca, por efecto de ese giro. Esto hace que en el espectro haya líneas desplazadas a la vez hacia el azul y hacia el rojo, con el resultado neto de que aparecen borrosas, afectadas por el *ensanchamiento rotacional*. Vemos así que se puede medir incluso la velocidad de rotación de las estrellas. Técnicas relacionadas con el efecto Doppler rotacional llegan también a permitir, en ciertos casos, la cartografía de la distribución de manchas sobre el disco estelar. Y métodos parecidos ponen de manifiesto si la estrella se bambolea en el espacio, se acerca y se aleja alternativamente a lo largo del tiempo, debido al influjo de algún cuerpo situado en órbita a su alrededor, lo que revela la existencia de estrellas compañeras en algunos sistemas binarios, o incluso planetas alrededor de otros soles.

Primeras etapas de la evolución estelar

Las estrellas no son eternas. Tendrán un final, pero también tuvieron un principio. El primer paso de la evolución estelar consiste en la formación de estos astros. Las estrellas surgieron a partir de materia nebulosa condensada por efecto de la gravitación. Este proceso sigue desarrollándose en la actualidad.

Las estrellas emiten energía, y esta energía debe liberarse en algún proceso que se produce en sus interiores. Pero los recursos energéticos de una estrella no son infinitos, de donde se deduce que a la fuerza tendrá que llegar el día en que cualquier estrella que consideremos (incluido el Sol) se apague. Pero el mismo razonamiento nos lleva a concluir que las estrellas no pueden llevar brillando un tiempo infinito hacia el pasado: cada astro tiene que tener una edad concreta, aunque sea muy elevada. Dicho de otro modo: cada estrella tuvo que formarse en algún momento del pasado. Dedicaremos este capítulo a describir el proceso de formación de las estrellas, y las primeras etapas de su existencia como objetos emisores de energía, de luz propia.

EL MEDIO INTERESTELAR

La formación de estrellas se desarrolla hoy día en el entorno del propio Sol, en el seno de nubes gaseosas que reciben el nombre genérico de *nebulosas*. Los lugares de formación estelar se inclu-

yen dentro de lo que se ha dado en llamar *medio interestelar*, es decir, el material que existe entre las estrellas.

Es sorprendente constatar que un componente tan importante de la realidad cósmica no se detectara con certeza hasta pasadas varias décadas del siglo xx. Hoy día se conocen varias fases o estados diferentes del material difuso que hay entre las estrellas: hidrógeno molecular, hidrógeno neutro, hidrógeno ionizado y polvo interestelar.

Gas molecular

Ya hemos comentado que el universo está hecho sobre todo de hidrógeno, y esto es cierto tanto para las estrellas como para las nebulosas. Así que, al menos en primera aproximación, es el hidrógeno y su estado físico el que define la naturaleza de las distintas nubes interestelares.

Lejos de las estrellas, las condiciones son lo bastante frías para que el hidrógeno no esté ionizado, como en las estrellas, sino en estado neutro. Es más, cuando la situación así lo permite, y esto sucede con bastante frecuencia, los átomos de hidrógeno tienden a unirse de dos en dos y forman moléculas de hidrógeno, H_2 , la forma de este gas que conocemos en la Tierra. En efecto, una parte considerable del gas interestelar está en forma de moléculas de hidrógeno, en lo que se conoce como *nubes moleculares*, que de hecho son las más importantes en los procesos de formación estelar.

Cabría pensar que los átomos de hidrógeno se emparejan cuando se encuentran entre sí al azar en el espacio, pero realmente esta posibilidad es escasa y lo más habitual es que esta reacción se produzca en la superficie de granos de polvo interestelar, de los que hablaremos un poco más tarde. Estos granos actúan como catalizadores. Atrapan átomos y facilitan sus encuentros. Las moléculas de hidrógeno formadas abandonan después el *gránulo*. En cualquier caso, hay una asociación muy estrecha entre el hidrógeno molecular y las acumulaciones de polvo interestelar. Además, el polvo, al bloquear el paso de la

luz, apantalla el hidrógeno frente a la luz ultravioleta y evita así que las moléculas formadas puedan disociarse de nuevo.

El hidrógeno molecular no es el único componente de las nubes moleculares y, aunque sea con muchísima diferencia el más abundante, con frecuencia no es el más sencillo de detectar. La mayor parte de la información de que se dispone acerca del gas molecular interestelar se deriva no directamente del hidrógeno, sino de las emisiones procedentes de otras especies químicas menos abundantes pero más llamativas, al menos para nuestros radiotelescopios. Así, el medio interestelar se estudia gracias a las emisiones radioeléctricas del monóxido de carbono, del radical hidroxilo (OH), del agua y del amoníaco, entre otras moléculas. Se han detectado decenas de moléculas distintas en el medio interestelar, algunas tan interesantes como el etanol o los complicados compuestos de carbono de moléculas esféricas llamados genéricamente *fullerenos*.

Las nubes moleculares son frías, con temperaturas características de unas decenas de kelvins (de -260 a -170 °C), y bastante densas, con entre 1 000 y 10 000 moléculas por centímetro cúbico, una abundancia de masa que en la Tierra pasaría por un vacío más que aceptable, pero que en el medio interestelar resulta sorprendente.

Hidrógeno neutro

Las condiciones de radiación y temperatura pueden impedir que haya moléculas de hidrógeno, pero también pueden hacer que los átomos de hidrógeno sobrevivan aislados, aunque no ionizados. En tales casos se habla de nubes de hidrógeno neutro, asimismo llamadas *regiones HI* (leído «hache-uno»).

Moviéndose en el espacio, los átomos fueron al principio unidades individuales, pero inevitablemente empezaron a chocar entre sí, y en los casos en los que sus formas les permitieron enlazarse, empezaron a formar cúmulos.

DEMÓCRITO

Estas nubes se estudian también a través de las ondas de radio y de luz que emiten o absorben, sobre todo a través de la línea espectral Lyman alfa, en el rango ultravioleta del espectro, o en la conocida línea de longitud de onda de 21 cm en el rango de radio. El gas neutro suele tener una densidad media en el entorno de un átomo de hidrógeno por cada centímetro cúbico de volumen, aunque hay heterogeneidades y bolsas más densas en las que la densidad se multiplica por un factor 10 o incluso 100. Las temperaturas características de estas nubes rondan los 100 K (-173 °C).

El estudio del hidrógeno neutro en nuestra Galaxia a través de las ondas de radio que emite fue crucial para determinar que habitamos en un sistema de tipo espiral, como tantas otras galaxias que se observan en el universo.

Gas ionizado

Hay zonas del espacio donde las condiciones físicas son tales que el hidrógeno no puede sobrevivir en estado atómico. En su totalidad o parcialmente, los electrones se ven obligados a abandonar los átomos y entonces se tienen nebulosas de hidrógeno ionizado, llamadas con frecuencia *regiones HII* (leído «hache-dos»).

Estas condiciones se dan en las cercanías de las estrellas más jóvenes, masivas y brillantes, es decir, en las regiones de formación estelar. Suele haber hidrógeno ionizado alrededor de las estrellas de tipos espectrales O y B. La emisión ultravioleta de estas estrellas ioniza el gas de su entorno, en un volumen llamado *esfera de Strömgren*, que, por ejemplo, para estrellas de tipo espectral B0 llega a tener un radio en torno a 150 años-luz. Si se tiene en cuenta que un año-luz corresponde a la distancia recorrida por la luz en un año, las dimensiones de esta esfera alcanzan los 1 500 billones (millones de millones) de kilómetros. Aún más cerca de estas estrellas puede llegar a detectarse también helio ionizado.

Las regiones HII son escasas y constituyen apenas el 3% del total del gas interestelar, si bien son las más llamativas, porque emiten luz. En efecto, los electrones y protones resultantes de la ionización suelen recombinarse y vuelven a formar átomos, pro-


ceso en el curso del cual emiten cascadas de luz con líneas espectrales características del hidrógeno, entre las que destaca la línea hache-alfa, que da el conocido color rosado a estas zonas del espacio. Todas las nebulosas difusas mostradas en las fotografías astronómicas, como la nebulosa de Orión, son regiones HII.

Polvo interestelar

No solo hay gas entre las estrellas. Como hemos dicho ya de pasada, también hay gránulos de compuestos carbonosos o silicatados y agua helada, en partículas sólidas con tamaños de menos de un micrómetro y que, por tanto, más que polvo merecerían la denominación de *humo*. El polvo se distribuye a lo largo y ancho de nuestra Galaxia de manera difusa, y tiende a concentrarse asimismo en las regiones de mayor densidad, con una correlación muy considerable con las acumulaciones de hidrógeno molecular. De hecho, todas las nubes moleculares conocidas contienen polvo en cantidades notables (véase la imagen de las págs. 68-69).

A diferencia del gas, que tanto en su estado molecular como en el atómico es muy transparente a la luz, el polvo, incluso en cantidades muy escasas, bloquea el paso de la radiación electromagnética visible, y lo hace de un modo más acentuado cuanto menor sea la longitud de onda. Esto significa que cuando la luz atraviesa una nube densa de gas que contenga polvo, la radiación ultravioleta, violeta y azulada es la primera en desaparecer, y las estrellas situadas más allá de la nebulosa aparecen debilitadas y enrojecidas. En cambio, la luz infrarroja y las emisiones de radio se ven poco afectadas. De ahí que el estudio de estas regiones pulverulentas se haya beneficiado mucho del desarrollo de la astronomía infrarroja y de la radioastronomía.

Buena parte del polvo interestelar, aunque no todo, se forma en la superficie de las estrellas más frías, de tipos espectrales K y M, donde nace en forma de gránulos de carbono que luego son aventados de las estrellas por la presión de radiación, y acumulan a su alrededor capas de materiales volátiles, como agua, cuando alcanzan regiones del espacio más frías.



Esta imagen, tomada desde el Observatorio Europeo Austral (ESO), muestra la región de formación estelar en el entorno de la estrella θ Coronae Australis, a 420 años-luz del Sol. La región presenta los rasgos característicos de varias de las fases gaseosas del medio interestelar. El polvo se pone de manifiesto en las regiones oscuras (nebulosas de absorción), así como en las dos grandes nebulosidades brillantes (nebulosas de reflexión), situadas una en el extremo superior y la otra en el inferior derecho. El gas neutro y atómico resulta transparente y no se aprecia en la imagen.



El medio interestelar en las galaxias

Hay galaxias de distintos tipos, y el medio interestelar resulta muy diferente en cada categoría (véase la imagen de las págs. 72-73). Las galaxias denominadas genéricamente como *elípticas* se caracterizan por sus formas esferoidales más o menos alargadas y suelen contener cantidades pequeñas o nulas de gas y polvo. El material interestelar es mucho más abundante en las galaxias de tipo espiral, como la nuestra, y alcanza el máximo en las irregulares como las Nubes de Magallanes.

Como las estrellas surgen en el seno de las nebulosas, se deduce que las galaxias elípticas no producen estrellas nuevas, y que la formación estelar en el universo actual está restringida a las galaxias espirales e irregulares.

COLAPSO

Las estrellas se forman en el medio interestelar, en el seno de las nubes más densas y frías. Por tanto, para contemplar este proceso debemos concentrarnos en las nubes moleculares, aquellas en las que más abunda el polvo interestelar.

Aunque quizá, antes de adentrarnos en los procesos de formación estelar, debamos reflexionar sobre una contradicción aparente. Si las nebulosas interestelares se concentran hasta formar estrellas, ¿cómo es posible que al cabo de unos quince mil millones de años de historia de nuestra Galaxia aún quede material interestelar libre, sin convertir en astros luminosos?

La fuerza principal que hace que una nube gaseosa se colapse y forme estrellas es la gravitación. Todo objeto material ejerce atracción gravitatoria sobre los que lo rodean, y esto se aplica incluso a los fragmentos más pequeños: átomos y moléculas. Si además consideramos nubes interestelares frías, esto significa que la presión interna en su seno debe ser bastante reducida, lo que en principio acentúa la sensación de que todas deberían haberse colapsado ya. Pero hay al menos dos fuerzas adicionales que se oponen a este colapso, y que son las responsables de que


muchas galaxias irregulares y espirales aún cuenten con cantidades considerables de gas susceptible de convertirse en estrellas.

Un primer factor es la turbulencia. El gas molecular es un medio turbulento, en el que impera un régimen de circulación caótico que dificulta la tendencia natural al colapso gravitatorio. La turbulencia es uno de los procesos físicos de carácter clásico que aún se resisten no ya a una explicación, sino incluso a una mera descripción exitosa. Del estudio de las nubes interestelares a la hidrodinámica, pasando por la física de los interiores estelares, la aeronáutica y la construcción de buques, la turbulencia constituye una dificultad teórica y práctica en la que queda mucho por hacer.

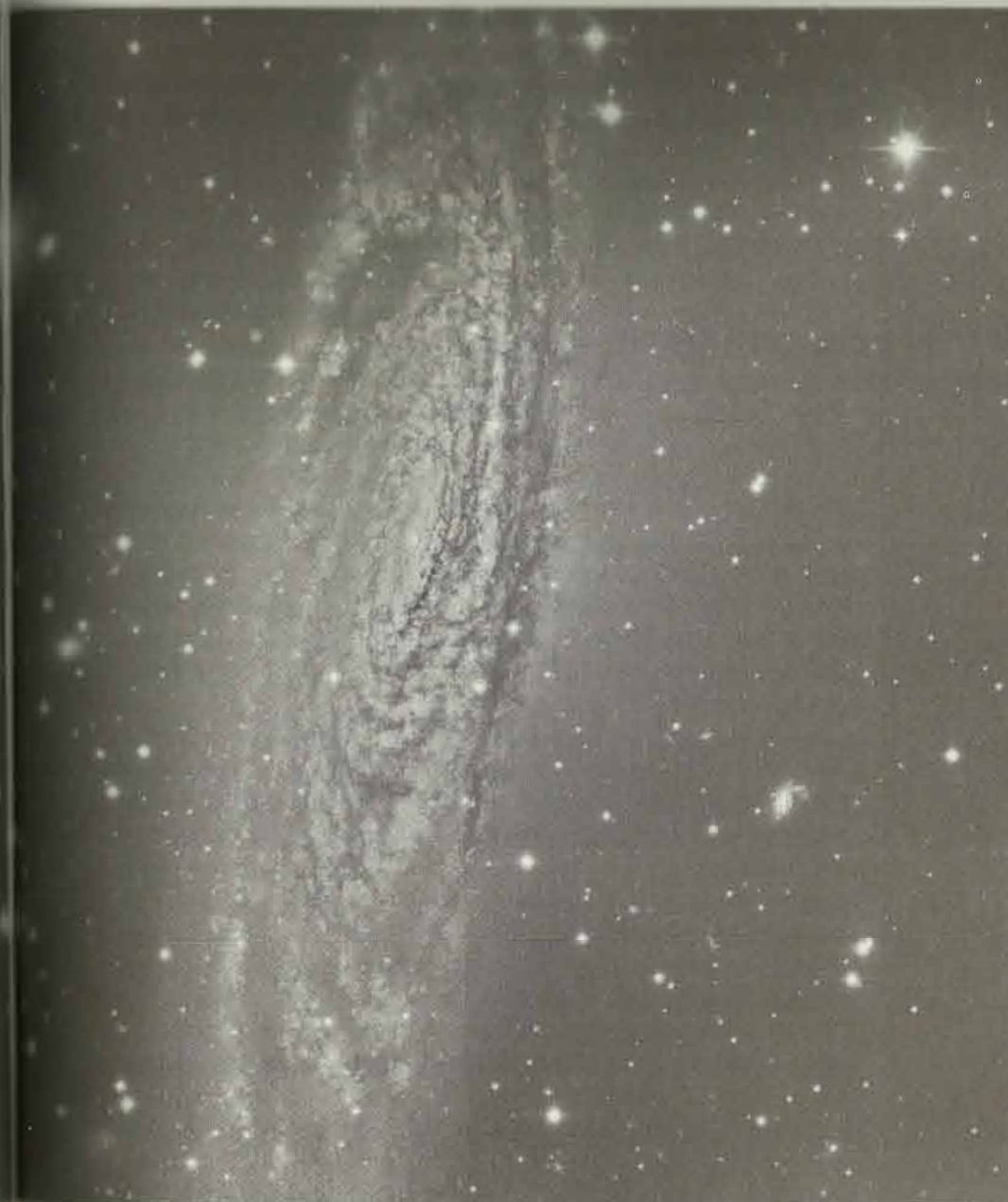
El segundo factor que se opone al colapso gravitatorio es el magnetismo. Todas las estructuras cósmicas anidadas portan campos magnéticos: la Tierra, el Sol y por tanto el sistema solar, o incluso nuestra Galaxia; todos estos cuerpos están permeados de campos magnéticos que determinan el comportamiento de los objetos que se mueven en su seno... siempre y cuando sean sensibles al magnetismo. Las nubes moleculares no están ionizadas en general, pero aun así siempre hay una fracción pequeña de átomos de hidrógeno que pierden sus electrones por algún proceso radiativo o colisional, y esta pequeña fracción es muy sensible a los campos magnéticos interestelares, lo que dificulta en definitiva el colapso gravitatorio de las nubes.

¿Por qué el colapso?

En cualquier caso, lo que resulta indudable es que la atracción gravitatoria entre las moléculas y granos de polvo es la fuerza directora de su colapso, una vez que este se desencadena. Las nubes interestelares que han sobrevivido hasta hoy son solo una parte minúscula del material difuso que estuvo disponible en otros tiempos para la formación de estrellas, y todas estas nubes se encuentran en un estado estable, en el que la turbulencia, la presión interna debida a la temperatura y los campos magnéticos impiden el colapso. Pero hay perturbaciones externas ocasionales capaces de desencadenarlo.



El entorno de la galaxia espiral NGC 7331, en Pegasus, a unos 50 millones de años-luz, ilustra los distintos tipos de galaxias y sus diferencias en cuanto a contenido de su medio interestelar. La gran galaxia NGC 7331 es una espiral clásica, y en la imagen se aprecia su abundancia de material gaseoso y pulverulento, logandose a percibir detalles nebulosos que brillan con el resplandor rosado característico del hidrógeno ionizado en las regiones de formación estelar. En el fondo se distinguen otras muchas galaxias, de tipos diversos, entre ellas una elíptica típica (a la izquierda de la imagen, NGC 7340) carente de fase gaseosa, así como otras espirales o irregulares.



Entre esas perturbaciones externas destacan las explosiones de supernovas. El estallido de estrellas por motivos termonucleares o gravitatorios es capaz de desencadenar ondas de choque que comprimen el material interestelar y causan su colapso.

Otro proceso capaz de ejercer efectos similares es el paso de ondas de densidad. El patrón espiral de las galaxias como la nuestra se debe a la propagación de tales ondas de densidad por su disco, y el paso de dichas ondas puede desestabilizar el estado de las nubes moleculares e inducir su colapso.

En el universo las cosas difíciles
se hacen como si fueran sencillas.

LAO Tzu

Finalmente, un mecanismo muy eficaz que desestabiliza las nubes es el de la formación estelar automantenida. Cuando se produce la forma-

ción estelar en una región de una nube, por alguno de los motivos mencionados más arriba, los astros muy masivos, estrellas recién nacidas muy luminosas de tipos O y B, generan vientos estelares y flujos de radiación ultravioleta capaces de comprimir el material circundante y propagar así la formación estelar hasta muchos años-luz de distancia, a lo largo de complejos enteros de nebulosidad molecular.

Se entiende que cualquiera de los mecanismos mencionados es capaz de disparar la formación no solo de una estrella, o de unas pocas, sino que, si se dan las condiciones adecuadas, puede desencadenar todo un *episodio de formación estelar eruptiva* (*starbursts* en inglés). Estos episodios alcanzan el paroxismo cuando se produce un choque entre dos galaxias dotadas de un medio interestelar rico. Las estrellas individuales de las galaxias no colisionan, pero las masas gaseosas sí lo hacen, y en el trance se desencadenan fenómenos de colapso de dimensiones inimaginables, que pueden terminar convirtiendo en estrellas la totalidad del material difuso de los sistemas estelares que colisionan. Se considera que las galaxias elípticas son resultado de tales choques y procesos de coalescencia, lo cual explicaría que carezcan de fase difusa: todo su gas se condensó en estrellas en el curso de tales colisiones.

Masa de Jeans

El criterio matemático para que se produzca el colapso de una nube gaseosa se suele plantear en términos simplificados mediante el concepto de *masa de Jeans*. Si se admite una geometría esférica, y en ausencia de factores tan importantes como el campo magnético o la turbulencia, y si se ignora una posible rotación (momento angular), se puede calcular una relación entre la densidad de una nube molecular, la temperatura media del material y el tamaño total (especificado en términos del radio, *radio de Jeans*, y de su masa total, masa de Jeans), que haga inevitable el colapso.

La formulación matemática concreta es relevante solo en contextos académicos, pero vale la pena comentar que una nube gaseosa con temperatura (o presión) elevada requiere más intensidad gravitatoria para colapsarse; por tanto, la masa de Jeans es mayor para nubes más calientes (o con mayor presión). Por otra parte, una nube gaseosa densa puede colapsarse mejor que una nube poco densa, porque su gravedad es mayor. Se deduce que la masa de Jeans es menor para nubes más densas.

La turbulencia y la conservación del momento angular hacen que una gran nube en proceso de colapso se fragmente (figura 1). En efecto, a medida que aumenta la densidad disminuye la masa de Jeans, con lo que fragmentos cada vez menores pueden seguir sus propios cursos de colapso independiente. Por eso las estrellas no nacen aisladas, sino que tienden a surgir en grupos.

En principio pueden formarse estrellas de cualquier masa (figura 2), pero la naturaleza muestra una preferencia muy marcada por formar estrellas ligeras. Aun así, en todo proceso de formación estelar surgen astros brillantes y muy masivos, en una proporción que presenta una dependencia compleja y aún no bien entendida con las condiciones de partida en la nube molecular.

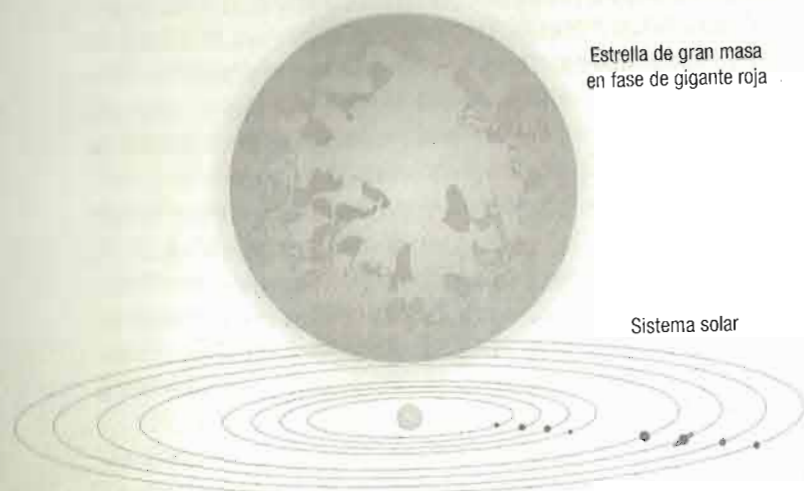
La formación de estrellas masivas produce radiación ionizante que disocia las moléculas de hidrógeno circundantes, y luego ioniza los átomos aislados, con lo que resulta una región HII,

FIG. 1



En el primer paso, una nube molecular se comprime por acción de su fuerza de gravedad. En el segundo paso, la turbulencia y la conservación del momento angular hacen que se fragmente conforme avanza el proceso de colapso. En el tercero, cada uno de los fragmentos sigue comprimiéndose y comienza a ser una protoestrella.

FIG. 2



El rango de masas iniciales de las estrellas es muy amplio, abarcando desde aproximadamente la décima parte de la del Sol hasta unas 120 masas solares. Esto conduce a importantes diferencias de tamaño, que se acrecientan de modo espectacular si comparamos a una estrella del tipo y la edad del Sol con una de gran masa que además esté en su fase de gigante roja. Cuando estas se hinchan en dicha fase, pueden ocupar un volumen de espacio enorme, hasta el punto de que ubicada una de ellas en la posición del Sol, podría fácilmente ocupar todo el espacio abarcado por este y las órbitas de los cuatro planetas más cercanos a él (o sea desde el Sol hasta Marte), como muestra la figura, o incluso llegar hasta la órbita del quinto planeta (Júpiter). En la figura, las distancias orbitales no están representadas a la misma escala. Además, el Sol y los planetas se han sobredimensionado para una mejor percepción de los mismos.

con el resplandor característico que marca las zonas de formación estelar. Dichas regiones pueden llegar a encontrarse a más de 5000 K, por encima de la temperatura fotosférica de muchas estrellas. Tales regiones HII tienden a expandirse, en el proceso ya mencionado que propaga la formación estelar, pero tienen el efecto simultáneo de detener la formación estelar en los lugares donde se forman. Podría decirse que la aparición de una cantidad mínima de estrellas masivas marca el fin del colapso en una nube, aunque pueda contagiarlo a las circundantes.

Dependiendo de las condiciones en que se dé la formación de las estrellas más masivas, habrá tenido tiempo de surgir a partir de la nube una agrupación estelar más o menos cohesionada, y de ello puede depender que nazca un cúmulo estelar abierto, cohesionado gravitatoriamente, o una asociación estelar.

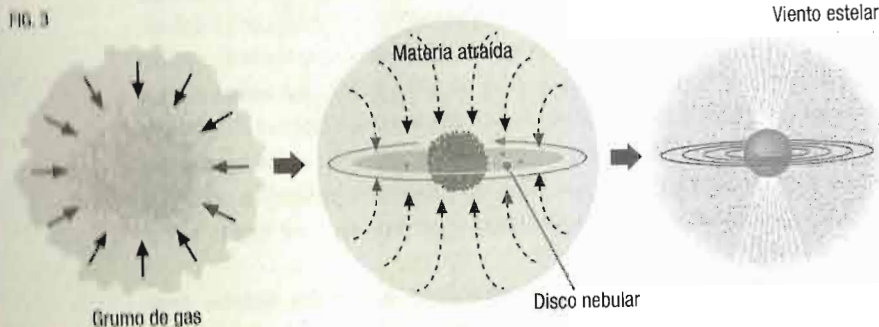
Nebulosas protoestelares

La astrofísica persigue el hallazgo de la formación de estrellas desde sus comienzos. Los pasos se afirmaron a comienzos del siglo xx. Desde entonces se conocen los *objetos de Barnard*, zonas especialmente densas, con masas que ascienden a varios miles de veces la del Sol y tamaños de varias decenas de años-luz. Más tarde se han descubierto en el interior de estas condensaciones otras agregaciones más pequeñas y densas, los *glóbulos de Bok*, cada uno de los cuales se considera que puede dar lugar a un sistema estelar aislado.

Los sistemas estelares en proceso de formación deben deshacerse del momento angular sobrante y, sorprendentemente, el campo magnético, que en un principio constituía una barrera para la contracción de las nubes, puede ejercer un papel crucial para que el sistema estelar en proceso de formación se libere de parte de su «cantidad de giro» sobrante, a través de diversos fenómenos magnetohidrodinámicos que culminan con la emisión de *flujos bipolares*. La nube en contracción se hace más densa hacia el centro, donde se forma la protoestrella, y a su alrededor aparece un disco de material residual que

puede dar lugar a la formación de planetas (figura 3). Tales discos protoplanetarios se han observado con profusión en las últimas décadas, primero a través de la emisión infrarroja que generan, y luego de manera directa en imágenes infrarrojas o a través de radiointerferómetros de altísima resolución como la moderna red ALMA del Observatorio Europeo Austral (ESO), en Chile.

En muchísimas ocasiones, en lugar de una sola estrella central se forman dos. La propensión de la naturaleza a producir tales sistemas estelares binarios guarda relación con la conservación del momento angular. El hecho de que una nebulosa protoestelar dé lugar a solo uno o varios astros puede, por tanto, guardar relación con el estado de movimiento original de las nubes (incluyendo la turbulencia) y las características concretas del campo magnético, en un juego complejo entre los distintos mecanismos que permite evacuar o distribuir internamente en la nube el momento angular original.



El proceso de formación de una estrella en tres pasos, de izquierda a derecha, a partir de un grumo de una nube molecular: 1) El denso grumo de gas se desprende de la nube molecular y se contrae por acción de su propia gravedad. 2) Por efecto del momento angular, el grumo se convierte en un disco nebular en rotación. En la región central, la más densa, va creciendo la protoestrella. A su alrededor, dentro del disco, comienzan a formarse planetas. La materia que cae dentro del sistema tiende a incrementar la masa de la protoestrella. 3) Este proceso de caída de materia cesa cuando la protoestrella inicia la fusión termonuclear y comienza a generar un viento estelar. Eso empieza a disipar el halo a su alrededor. El disco acaba desapareciendo como tal y en su lugar quedan la estrella con sus planetas y otros astros.

Procesos asociados a la formación estelar

La persecución del nacimiento de las estrellas ha seguido caminos tortuosos que finalmente han culminado con éxito. Durante décadas se tuvo la certeza de que estos procesos tenían que desarrollarse en el seno de las nubes moleculares más densas, y que las regiones HII son marcadores de los lugares donde la formación estelar ha tenido lugar no hace mucho, y prosigue en la actualidad. Pero sorprender a las estrellas en los primeros trances de formación se ha mostrado muy difícil. Los mecanismos físicos implicados causan una variedad desconcertante de efectos, y muchas veces los fuegos artificiales asociados a la formación estelar han confundido el curso de la investigación.

La investigación de las condensaciones gaseosas en el seno de las nubes moleculares llevó al hallazgo en la década de 1940, por parte del estadounidense George Herbig y el mexicano Guillermo Haro, de unas nebulosidades brillantes y redondeadas en las zonas más densas de las nubes moleculares. Todo apuntaba a una relación misteriosa entre estos *objetos de Herbig-Haro* (HH) y la formación estelar, y durante mucho tiempo se sospechó que pudieran ser las nebulosas protoestelares propiamente dichas. Luego se observó que los objetos HH se desplazan por el espacio, y que muchas veces aparecen por pares. Al final se concluyó que son marcadores de la formación estelar, pero se trata de fenómenos asociados a ella, y no constituyen las estrellas recién formadas en sí mismas (véase la imagen de la pág. 81).

Uno de los fenómenos más sorprendentes asociados a la formación estelar es la emisión de flujos bipolares. La combinación de rotación (momento angular) y campo magnético hace que las nebulosas protoestelares en contracción emitan chorros de materia en direcciones opuestas. Los estudios en el infrarrojo y en ondas de radio muestran que estos chorros parten de la protoestrella en formación, en direcciones opuestas, aproximadamente perpendiculares a los discos protoplanetarios, y que se prolongan por el espacio hasta que el material choca con la nube molecular circundante. Este choque es el que desencadena la formación de los objetos HH que, en efecto, avanzan por la nube

a medida que los chorros que los crean van horadando cavidades en el medio molecular. Los chorros y los objetos HH asociados pueden extenderse a lo largo de varios años-luz.

La intensidad de estos flujos bipolares depende en buena medida de la masa de la protoestrella en formación, y en los casos más extremos pueden llegar a provocar espectáculos cósmicos muy llamativos. Los campos magnéticos desempeñan papeles cruciales en su desarrollo y geometría. Las protoestrellas más masivas llegan a producir fenómenos de flujo bipolar muy exóticos, en los que una variedad insospechada de moléculas (agua, hidroxilo, amoníaco, metanol, etanol, monóxido de silicio...) emiten en ondas de radio. A veces se dan condiciones propicias para que se generen emisiones de tipo láser de origen natural, pero en el intervalo de las ondas de radio, lo que se conoce como un *máser*, lo cual puede ocurrir cuando moléculas de agua se calientan hasta unos 600 K (unos 300 °C) y la densidad es la adecuada, alrededor de mil millones de moléculas por centímetro cúbico. Si el colectivo de moléculas de agua recibe radiación infrarroja con la intensidad apropiada, y si hay una cantidad idónea de moléculas de monóxido de silicio, entonces la región emite radiación varios millones de veces más brillante que la luz difusa emitida por la zona en la misma región genérica del espectro. Los másers marcan zonas ultradensas en el seno de las nubes moleculares y señalan los lugares donde se forman las estrellas más masivas.

La trayectoria de Hayashi

No se habla de estrella propiamente dicha hasta que se desencadenan las primeras reacciones nucleares de fusión en su seno, pero un objeto protoestelar puede empezar a brillar mucho antes de que esto suceda, porque libera energía no de origen termonuclear, sino de naturaleza gravitatoria: la propia contracción calienta el material y lo torna incandescente, a medida que la energía potencial gravitatoria se convierte en energía cinética de los átomos y por tanto en calor. En consecuencia, y al menos en principio, debería ser posible observar tales objetos y evaluar su



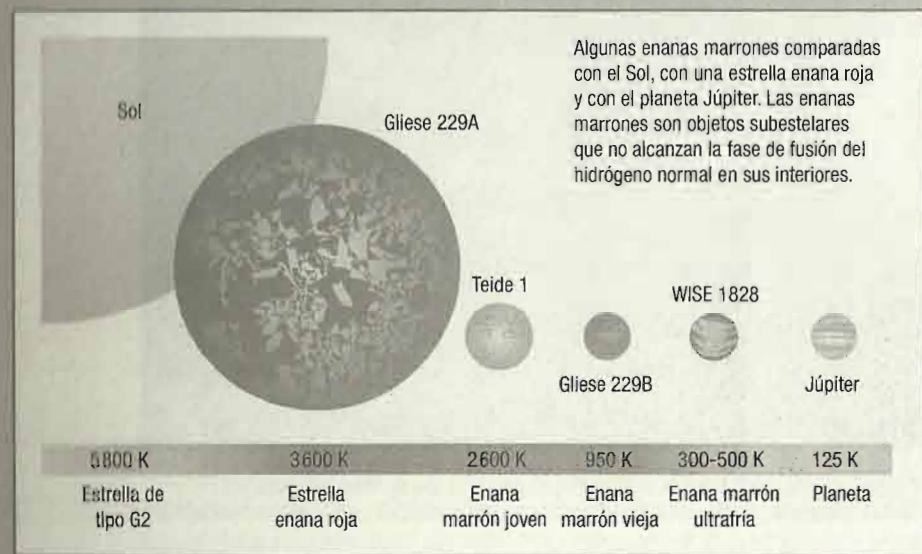
El objeto de Herbig-Haro HH 212, en Orión, ilustra algunos de los procesos característicos asociados a la formación estelar. En el centro de esta foto, tomada desde el Observatorio Europeo Austral (ESO), está naciendo un sistema estelar que permanece oculto tras densas nubes de polvo y gas. Un par de chorros emergen de la protoestrella en formación y el choque del material expulsado contra el denso medio interestelar provoca la aparición de los objetos de Herbig-Haro.

ENANAS MARRONES Y REACCIONES NUCLEARES EN PROTOESTRELLAS

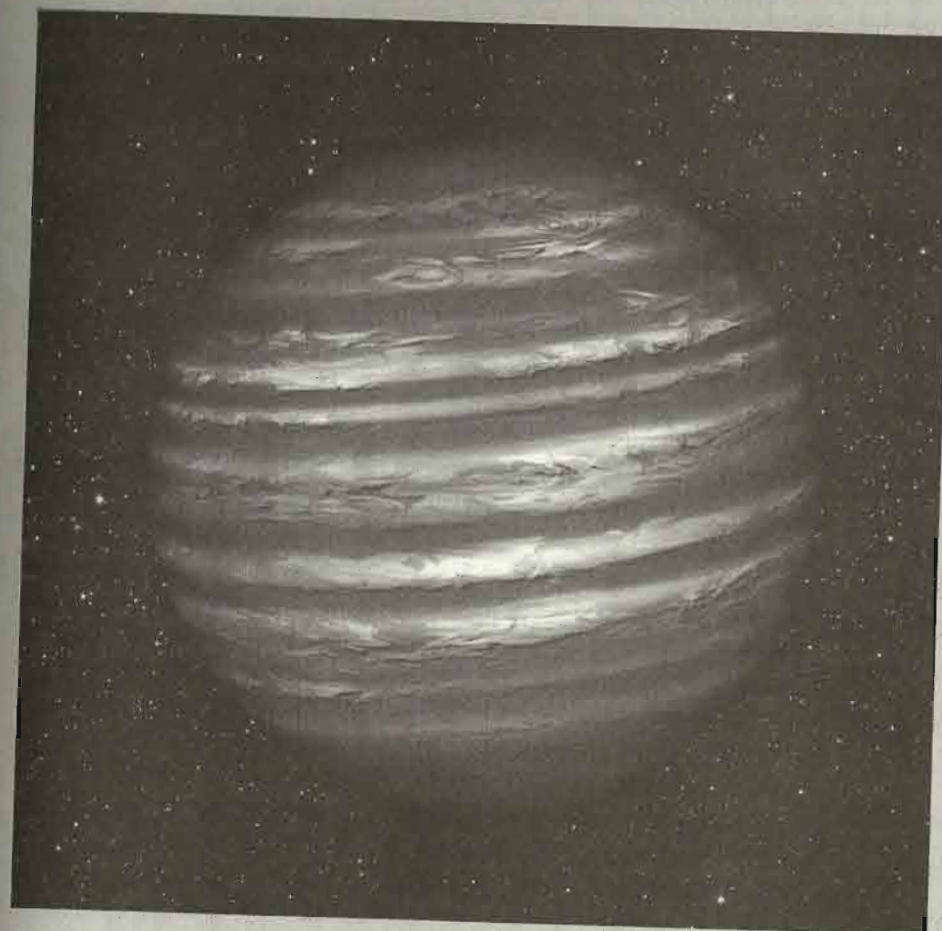
Se afirma con mucha frecuencia, y así se ha hecho en este texto, que la diferencia entre una protoestrella y una estrella propiamente dicha radica en si se ha alcanzado, o no, la ignición de reacciones nucleares en su interior. Esto no es del todo cierto. En realidad convendría hablar de reacciones nucleares de combustión de hidrógeno normal, ^1H . Hay varios isótopos de hidrógeno: el hidrógeno normal (cuyo núcleo consta de un protón aislado), el deuterio (un protón y un neutrón) y el tritio (un protón y dos neutrones). El tritio no es estable, de modo que no nos interesa. Pero de los isótopos estables, el deuterio es muchísimo más fácil de fusionar que los protones aislados, gracias a que parte del trabajo ya está hecho de partida, con el añadido de los neutrones adicionales. Dos átomos de deuterio pueden fusionarse y producir helio en un solo paso y a temperaturas tan bajas como un millón de grados, mientras que se necesita llegar hasta los diez millones de grados para fusionar protones. Hay poco deuterio en el material interestelar a partir del que se forman las estrellas pero, aun así, la fusión de deuterio tiene relevancia en el balance energético de las protoestrellas, hasta el punto de que puede liberar tanta energía como el mecanismo de contracción gravitatoria.

La importancia del litio

Por lo tanto, las protoestrellas sí albergan algunas reacciones nucleares, las de fusión o «destrucción» de deuterio. Los objetos subestelares conocidos como enanas marrones (véase la figura) consumen deuterio, pero no alcanzan jamás las condiciones para fusionar hidrógeno. Como estos objetos son totalmente convectivos, su masa completa está mezclada, es decir,



tienen la misma composición en las capas externas que en el núcleo. Al litio le sucede algo parecido al deuterio: también puede empezar a consumirse antes de que el astro llegue a fusionar hidrógeno, en concreto al llegar a 2,5 millones de grados. Por tanto, un diagnóstico para saber si un astro es una estrella consiste en observar si conserva o no signos de litio en su espectro, y en qué cantidad. Por su parte, los llamados *objetos subestelares de masa planetaria* no llegan a la categoría de enanas marrones porque ni siquiera alcanzan las temperaturas necesarias para la fusión del deuterio.



Recreación artística de una enana marrón.

temperatura superficial y su luminosidad, lo que nos permitiría situarlos en el diagrama HR. ¿Dónde quedarían en ese diagrama tales protoestrellas, y qué recorrido por ese diagrama realizan desde que empiezan a brillar hasta que se encienden las reacciones nucleares en sus centros?

El japonés Chushiro Hayashi desveló las primeras respuestas sobre este asunto en la década de 1960. Las protoestrellas aparecen en el diagrama HR desde la derecha, porque en principio son objetos muy fríos y rojos, de hecho infrarrojos, pero presentan luminosidades más elevadas de lo que quizá cabría esperar. La liberación de energía potencial gravitatoria durante la contracción de la nebulosa protoestelar es muy eficiente, como lo revelan incluso los modelos mecánicos más elementales (*teoremas del virial*), que requieren que nada menos que la mitad de la energía potencial del sistema global termine siendo radiada en forma de luz y calor.

Las primeras fases de la contracción conducen a la disociación de las moléculas de hidrógeno y luego a la ionización de los átomos, que ya es completa cuando la protoestrella alcanza los 100 000 K en el centro. Entonces la presión interna puede contrarrestar la gravedad y detiene el colapso de manera transitoria. Podría decirse que entonces la protoestrella merece la consideración de objeto claramente diferenciado de su vecindad. La temperatura superficial ronda los 2000-3000 K y desde ahí el colapso prosigue a un ritmo más lento, con incorporación de material adicional del entorno. Primero la luminosidad del astro desciende de manera imparable a lo largo de un cierto tiempo, mientras se mantiene una temperatura superficial casi constante, lo que implica que el punto representativo del astro en el diagrama HR descienda a lo largo de una trayectoria, la *trayectoria de Hayashi*, que es prácticamente vertical.

Sin embargo, la temperatura interna sigue creciendo debido a la contracción, y cuando la radiación generada en el interior alcanza la superficie, la fotosfera se vuelve más brillante y también más caliente: el punto representativo da un giro brusco hacia arriba y la izquierda. La combinación confiere a la trayectoria de Hayashi su forma característica de letra «J». A veces se restringe la denominación de trayectoria de Hayashi para la parte verti-

cal (de temperatura superficial casi constante, tramo recorrido mientras el núcleo de la protoestrella es de carácter convectivo) y se reserva la denominación de *trayectoria de Henyey* para el tramo horizontal (luminosidad casi constante, etapa en la que el núcleo protoestelar es radiativo). Poco después dan comienzo las reacciones nucleares en el núcleo estelar.

El tiempo que tarda una protoestrella en recorrer su trayectoria de Hayashi, es decir, en contraerse desde que se convierte en un objeto distinguible del entorno hasta que brilla como estrella por derecho propio, depende mucho de la masa inicial. Este tiempo de contracción puede llegar a ser de millones de años para estrellas con la masa del Sol, pero se alarga considerablemente para las más ligeras, y se acorta para las más masivas, de manera que una estrella de una décima de masa solar puede necesitar cien millones de años para completar el proceso, mientras que otra como el Sol lo completa en pocas decenas de millones de años, las estrellas en el entorno de las 10 masas solares tardan solo cien mil años en contraerse y los monstruos de hasta 120 masas solares pueden necesitar apenas diez mil años. Las trayectorias de Hayashi en el diagrama HR de las estrellas más masivas no solo son más rápidas, sino que además tienden a ser más horizontales, tienden a verificarse en valores de luminosidad casi constante, con el palo vertical de la «J» muy rudimentario o incluso inexistente (recorren casi solo la trayectoria de Henyey).

Se han observado muchísimas protoestrellas en fase de contracción, situadas en la trayectoria de Hayashi. Entre ellas se cuentan las estrellas T Tauri (protoestrellas con masas inferiores a unas dos o tres veces la del Sol), y las estrellas Ae y Be de Herbig (con masas superiores).

LA SECUENCIA PRINCIPAL

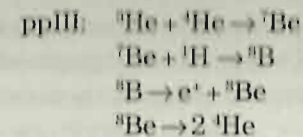
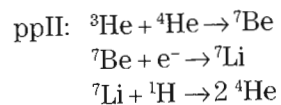
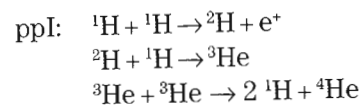
Cuando las condiciones en el centro de una protoestrella alcanzan una temperatura del orden de diez millones de grados, entonces los protones empiezan a fusionarse en cantidades apreciables y dan comienzo las reacciones nucleares que reconocemos

como propias de las estrellas. El astro en proceso de contracción presentaba una temperatura y luminosidad que había ido desplazando su punto representativo sobre el diagrama HR a lo largo de la trayectoria de Hayashi. Ahora ese punto alcanza una posición situada sobre la secuencia principal, y permanecerá en esta zona durante la mayor parte de su tiempo de existencia como estrella: esto sucede en tanto el astro radie energía gracias a la fusión de hidrógeno para producir helio.

La fusión del hidrógeno no tiene lugar en toda la masa de la estrella, sino solo en su núcleo o zona central, donde las condiciones son las adecuadas. Incluso las reacciones nucleares más simples presentan una complejidad insospechada.

Las cadenas protón-protón

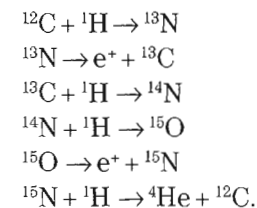
La vía que en principio parece más sencilla para lograr la fusión del hidrógeno consiste en ir juntando protones de uno en uno hasta que, en varios pasos, se obtenga un núcleo de helio, lo que obviamente requiere que en el proceso un par de protones se transmuten en neutrones con la expulsión de la carga eléctrica en sendos positrones (representados como e^+) que son expelidos y se aniquilan rápidamente al entrar en contacto con los electrones (e^-) que pululan por toda la masa estelar. Este proceso recibe el nombre de *cadena protón-protón*, o *cadena pp* para abreviar. Pero, dado que la fusión debe proceder paso a paso, nos encontramos con varios caminos y bifurcaciones alternativas, que brindan disyuntivas diferentes, con eficacias dependientes de las condiciones concretas de presión y temperatura, las cadenas ppI, ppII y ppIII:



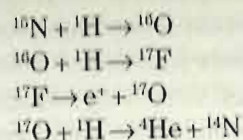
En estas reacciones, como hemos advertido antes, omitimos la emisión de masa-energía en forma de fotones y neutrinos, que se produce en muchos de los pasos y que supone la causa última de que la estrella se mantenga activa. El resultado neto de las cadenas pp en todas sus variantes es la conversión de cuatro átomos de hidrógeno en uno de helio, con la emisión de energía.

El ciclo del carbono

Pero en las estrellas actuales no solo hay hidrógeno y helio. La evolución química del universo, impulsada en los propios interiores estelares, hace que haya otros elementos químicos más pesados, aunque sea en cantidades muy pequeñas. Y he aquí que la naturaleza ha encontrado un modo de emplear las minúsculas cantidades de carbono existentes en las estrellas actuales como catalizador de la nucleosíntesis del helio a partir del hidrógeno por una vía insospechada, denominada de varias maneras: *ciclo del carbono*, *ciclo de Bethe* (en honor a uno de sus descubridores, Hans Bethe), o *ciclo CNO* (por los símbolos de los tres elementos pesados que intervienen: carbono, nitrógeno y oxígeno). Este ciclo logra convertir cuatro protones en un núcleo de helio empleando un núcleo de carbono como intermediario, que queda regenerado al final del proceso. Puede seguir dos caminos distintos. El primero es el siguiente:



Pero el nitrógeno-15 de este último paso puede también dar lugar, en una cierta fracción de las reacciones, no a helio y carbono, sino a un núcleo de oxígeno, de donde viene la segunda rama del ciclo:



y el nitrógeno-14 resultante se puede reintegrar al punto correspondiente de la primera rama. Como en otras ocasiones, estas reacciones se presentan de manera simplificada, omitiendo los neutrinos y fotones que se generan en muchos de los pasos (hacemos constar tan solo las partículas con carga eléctrica).

Aunque el ciclo del carbono parezca una ocurrencia extravagante de la naturaleza, realmente cuando la temperatura del interior estelar supera los 18 millones de grados, algo mayor que la encontrada en el centro del Sol, este proceso predomina sobre las cadenas pp como fuente principal de energía y separa la secuencia principal en su parte superior (donde las estrellas emplean sobre todo la cadena CNO) e inferior (donde funcionan principalmente las cadenas pp). El rendimiento de este mecanismo añade una luminosidad adicional, no desdeñable, para estrellas con masas iguales o superiores a dos veces la del Sol. En el entorno de 1,5 masas solares hay un cierto equilibrio entre cadenas pp y ciclo del carbono, y en astros como el Sol son las cadenas pp las predominantes, aunque el ciclo de Bethe aporte, en el caso de nuestra estrella, alrededor de un 10% de toda la energía liberada.

Luminosidad y estructura: el secreto está en la masa

Las reacciones de fusión nuclear suelen tener una dependencia enorme de la temperatura y, dado que esta depende muchísimo de la masa de la estrella, se deduce que debe existir una relación estrecha entre la luminosidad de las estrellas y su masa, al me-

nos mientras permanezcan en la secuencia principal, de manera que las estrellas más masivas sean también las más luminosas. La relación masa-luminosidad permite «pesar» estrellas a través de la medida de sus brillos aparentes y de sus distancias, de donde se deduce la luminosidad y, a través de la misma relación masa-luminosidad, la cantidad de materia que hay en la estrella (véase la tabla de esta página).

En el ciclo CNO, la eficacia de las reacciones nucleares depende de la temperatura de manera especialmente marcada. Por eso, cuando este ciclo cobra importancia sucede que la generación de energía procede sobre todo de una región pequeña y muy caliente del núcleo estelar. En esas condiciones el transporte radiativo de la energía no es eficaz y el núcleo de la estrella desarrolla una estructura convectiva, que se extiende hasta regiones superiores donde la transmisión por radiación vuelve a ser eficaz y la convección cesa. Por tanto, las estrellas de la secuencia principal con masas mayores que 1,5 veces la del Sol tienen núcleo convectivo y envoltura radiativa.

Masa de la estrella (masas solares) y tipo espectral	Luminosidad (luminosidades solares)	Tiempo de permanencia en la secuencia principal (millones de años)
40 (O5)	405 000	1
15 (B0)	13 000	11
3,5 (A0)	80,0	440
1,7 (F0)	6,4	3 000
1,1 (G0)	1,4	8 000
0,8 (K0)	0,46	17 000
0,5 (M0)	0,08	56 000
0,21 (M5)	0,011	140 000

La influencia de la masa sobre la luminosidad y sobre el tiempo de permanencia de las estrellas en la secuencia principal. Los efectos de la masa son drásticos: obsérvese que un incremento de solo una décima de masa respecto del Sol es capaz de incrementar la luminosidad en un 40 %.

En cambio, para las estrellas cuya producción de helio está dominada por las cadenas pp la región emisora no está tan concentrada y la energía puede fluir de ella por radiación, con un cambio de tornas en las capas externas: por debajo de 1,5 masas solares, el núcleo es radiativo y las capas externas convectivas.

Finalmente, en las estrellas más ligeras, a partir aproximadamente de media masa solar y hacia abajo, la temperatura menor induce una opacidad más alta a la radiación, lo que conduce a una estructura totalmente convectiva en toda la masa del astro. En las estrellas más masivas no hay casi mezcla entre las capas externas y la zona nuclear, donde se genera la energía y se va acumulando el helio resultante de las reacciones nucleares. Así, por ejemplo, la composición química de la atmósfera solar es perfectamente comparable con la de la nebulosa primordial a partir de la que se formó, pero en los astros más ligeros el material está permanentemente mezclado, y con el paso del tiempo las capas externas se van enriqueciendo con el helio producido en las reacciones nucleares que suceden en el centro.

La frontera entre cada modelo de estructura estelar en la secuencia principal depende en detalle de asuntos como la composición química concreta, la rotación o el campo magnético, pero los límites de masa indicados sitúan las fronteras en los tipos espectrales M0 y F2: todas las estrellas más frías que M0 son totalmente convectivas, las más calientes que F2 tienen núcleo convectivo y envoltura radiativa, y entre ambas (Sol, G2, incluido) el núcleo es radiativo.

Cada cambio de estructura estelar repercute en la eficacia con que el astro radia la energía al exterior, y ejerce un impacto sobre el perfil de la secuencia principal y sobre la relación masa-luminosidad, que cambia de comportamiento en esos entornos.

ESCALAS TEMPORALES

La obesidad resulta letal en el mundo estelar. El ritmo de las reacciones nucleares se acelera tantísimo con el incremento de la temperatura, que el material disponible para la fusión nuclear,

el hidrógeno, se consume con velocidades enormes en las estrellas más masivas, aquellas en las que la temperatura central es también más elevada. Y aunque los astros mayores dispongan de más reservas de hidrógeno, esto no las salva de un final acelerado y trágico.

Efectivamente, las estrellas más ligeras, más frías que el tipo espectral M0 y por tanto con masas inferiores a media masa solar, alcanzan luminosidades por debajo de una décima de la del Sol. Como además son íntegramente convectivas, disponen de todo el hidrógeno que contienen para seguir radiando energía durante periodos temporales colosales que superan con mucho la edad actual del universo, y bien podrían sobrevivir incluso a la existencia de sus propias galaxias como entidades físicas independientes.

En el otro extremo, los astros más masivos agotan el combustible nuclear de hidrógeno en escalas temporales que son inferiores incluso al tiempo de existencia del género *Homo* sobre la Tierra.

ENJAMBRES DE ESTRELLAS

La descripción de los procesos de formación estelar ha dejado claro que a partir de una única gran nube de gas molecular llegan a formarse multitud de astros, tanto simples como en forma de sistemas estelares múltiples (binarios, triples, etc.). En muchas ocasiones se forman tantas estrellas que el grupo de astros resultantes queda ligado gravitatoriamente, por lo menos de manera provisional. Se forma así un *cúmulo estelar*, que puede llegar a sobrevivir como objeto aislado durante miles de millones de años. Si las condiciones son tales que las estrellas no quedan ligadas gravitatoriamente, entonces se habla de *asociación estelar*. Las asociaciones estelares se disipan en pocos millones de años.

Existen dos tipos de cúmulos estelares: los *cúmulos globulares* y los *cúmulos abiertos* o *dispersos* (véanse las imágenes de la pág. 93). Los cúmulos globulares contienen entre cien mil

y varios millones de estrellas en una estructura con simetría esférica. El tamaño típico de un cúmulo globular es de unos 100 años-luz. La enorme densidad hace que los globulares sean muy resistentes a las perturbaciones externas, por eso son las estructuras más antiguas de nuestra Galaxia, con edades que superan los mil millones de años.

Los cúmulos globulares son el resultado de procesos de formación estelar en las primeras etapas de existencia de las galaxias, en condiciones que ya no rigen hoy día. Por eso toda la formación estelar contemporánea da lugar a cúmulos del otro tipo, el de los cúmulos abiertos, también llamados cúmulos galácticos o cúmulos dispersos. Estos objetos son mucho más pobres, con centenares de astros, varios miles en algunos casos, y miden decenas de años-luz. Su baja densidad los hace vulnerables a las perturbaciones, de manera que se van disipando, lo que explica que haya pocos cúmulos abiertos muy antiguos. En efecto, la mayoría tiene edades de algunas decenas o centenares de millones de años.

Diagramas HR de cúmulos estelares: distancias y evolución

Cualquier cúmulo estelar contiene estrellas de masas muy diversas. Como la formación de todas ellas fue casi simultánea y a partir de un material con la misma composición química, en un solo cúmulo estelar joven tenemos a nuestra disposición todo el muestrario de estrellas de la secuencia principal, desde las más azules y luminosas hasta las más rojas y débiles. Al comparar el diagrama HR observado en un cúmulo con los modelos teóricos se deduce la distancia a la agrupación estelar mediante una técnica conocida como *estimación fotométrica de distancias*.

Asimismo, en los diagramas de los cúmulos más jóvenes se aprecian los efectos evolutivos tempranos: los astros más ligeros de un cúmulo joven pueden encontrarse aún en sus trayectorias de Hayashi, mientras que en cúmulos algo más antiguos pueden detectarse, en el extremo brillante y masivo de la se-



Arriba, el gran cúmulo globular 47 Tucanae, a unos 17 000 años-luz de distancia en dirección a la constelación del Tucán, arquetipo de este tipo de agrupaciones estelares, en una imagen tomada desde el Observatorio Europeo Austral (ESO). La imagen inferior muestra el cúmulo estelar abierto M45, más conocido como las Pléyades, uno de los más cercanos al Sol, situado a unos 510 años-luz, en la constelación de Tauro.

cuencia principal, los primeros indicios de que las estrellas están agotando las reacciones nucleares de fusión de hidrógeno y se encaminan hacia las fases evolutivas avanzadas que se tratan más adelante en esta obra. La observación de los diagramas HR de cúmulos estelares de edades diferentes permite de este modo contrastar los modelos de evolución estelar.

El futuro del Sol

Cuando el hidrógeno disponible se agota, las estrellas experimentan cambios drásticos que vuelven a depender muchísimo de su masa inicial. El estudio de las fases avanzadas de evolución de las estrellas ligeras pone de manifiesto cuál será el futuro de nuestro Sol.

Las estrellas empiezan a existir como tales cuando se desencadenan en sus interiores las reacciones de fusión nuclear del hidrógeno. Tales reacciones, a través de las cadenas pp o mediante el ciclo del carbono, se producen tan solo en la región central de los astros, allí donde las condiciones de presión y temperatura son suficientes para forzar la unión de núcleos atómicos. La producción de energía ejerce una fuerza hacia el exterior que contrarresta la tendencia a la contracción que induce la gravedad. De este modo, la estructura de una estrella se mantiene en un equilibrio activo y estable mientras prosigan las reacciones termonucleares.

Pero la cantidad de hidrógeno disponible para la fusión es limitada. No se trata ya solo de que la masa de cualquier estrella, aunque enorme, sea finita, sino de que no toda esa masa está disponible para alimentar las reacciones de fusión.

Los objetos estelares más ligeros son totalmente convectivos, se mezclan de manera muy eficaz, así que en esos casos todo el hidrógeno de la masa de la estrella es susceptible de pasar, antes o después, por la región nuclear y experimentar fusión. Esto, unido a que las reacciones nucleares son muy dependientes de la

temperatura, y a que esta temperatura es menor en las estrellas ligeras, hace que los cuerpos estelares menos masivos emitan luz durante periodos ingentes de tiempo. En contraste, en las estrellas que no son totalmente convectivas, sino que cuentan con dos regiones internas, ya sean un núcleo convectivo y un manto radiativo, o a la inversa, solo está disponible para la fusión nuclear el hidrógeno del núcleo estelar. Las capas externas no se mezclan con el interior y la fotosfera del astro conserva durante todo el tiempo la composición química primigenia.

Antes o después el hidrógeno disponible se agota. La estrella experimenta una crisis energética, su estructura se altera y el astro abandona la secuencia principal.

DESPUÉS DE LA SECUENCIA PRINCIPAL

El hidrógeno central se va convirtiendo poco a poco en helio. Los núcleos de helio son más pesados que los de hidrógeno y, por esta sencilla razón, se van hundiendo hacia el centro de la estrella. Con el paso del tiempo la concentración de helio crece en el núcleo estelar, con una mezcla cada vez menor de hidrógeno. Llega un momento en que el hidrógeno central está tan poco concentrado que las reacciones de fusión de hidrógeno ya no se producen. Con el descenso de la producción de energía la atracción gravitatoria se queda sin contrapeso y el núcleo estelar tiende a contraerse. La contracción conlleva un aumento de la presión y la temperatura no solo en el núcleo, sino también en su entorno. Esto hace que zonas circundantes al núcleo, en las que hasta ahora no se verificaba la fusión de hidrógeno, alcancen las condiciones físicas necesarias para que esas reacciones se produzcan. En consecuencia la estrella tiende a una estructura nueva, conformada por un núcleo de helio caliente y denso, pero inerte desde el punto de vista de las reacciones nucleares, rodeado por una capa en la que la fusión del hidrógeno sí se produce. Helio nuevo, recién creado, va «lloviendo» continuamente sobre el núcleo central, a medida que se produce en la capa de fusión de hidrógeno, y este proceso avanza,

con un crecimiento continuado del núcleo y un desplazamiento hacia el exterior de la capa de fusión de hidrógeno, que cada vez se encuentra más alejada del centro y se vuelve, también, más delgada.

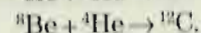
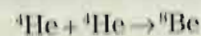
Más allá de la fusión del hidrógeno

Estos cambios estructurales hacen que el núcleo inerte se haga cada vez más denso, pero esto repercute a su vez en las capas externas de la estrella, también inertes, que se expanden y alejan del centro. Esto ocasiona que la energía generada se distribuya por una superficie estelar más amplia, lo que tiene como resultado un enfriamiento. Por lo tanto, la estrella tiende a crecer y a que su superficie sea más rojiza. El punto representativo de la estrella en el diagrama HR se aparta de la secuencia principal y se desplaza hacia la derecha, a la vez que la luminosidad total se incrementa poco a poco: la estrella se convierte primero en una subgigante y luego en una gigante roja, en la zona del diagrama conocida como *rama de las gigantes*.

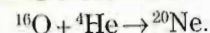
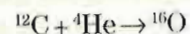
El proceso de densificación del núcleo estelar prosigue hasta alcanzar un punto en el que la presión y la temperatura son tan elevadas que bastan incluso para forzar la fusión de átomos de helio.

La fusión del helio debe sobrepasar la dificultad de que no existen núcleos estables con peso atómico 5, de manera que no cabe considerar la adición de un simple protón a un núcleo de helio. Por otra parte, la unión simple de dos núcleos de helio da lugar a un núcleo de berilio-8 que se desintegra en el acto. Con el tiempo se descubrió el proceso llamado *triple alfa*, que implica la colisión casi simultánea de tres núcleos de helio. Por poco probable que sea esta coincidencia, de vez en cuando sucede y, dadas las condiciones adecuadas de abundancia de helio, densidad y temperatura, se torna inevitable. La temperatura debe alcanzar entre cien y doscientos millones de kelvins. Entonces la estrella encuentra una nueva forma de producir energía. Primero dos átomos de helio producen uno de berilio-8 y, de manera

inmediata y antes de que este pueda desintegrarse, se añade otro núcleo de helio:



Se obtiene así energía y carbono. A la vez empiezan a producirse otras reacciones que conducen a la formación de otros elementos, como el oxígeno y el neón, aunque por ahora sea en cantidades reducidas:

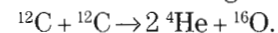
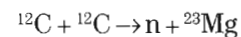
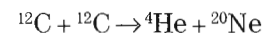
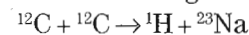
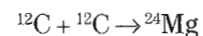


Un aspecto importante del arranque de la fusión del helio radica en que suele iniciarse cuando las condiciones en el núcleo estelar son propias de la materia degenerada. La ecuación de estado de la materia degenerada implica la independencia entre temperatura y densidad, lo que significa que al iniciarse la fusión de hidrógeno las cantidades enormes de energía liberadas calientan el material pero no lo expanden, lo que causa un incremento desbocado del ritmo de las reacciones que termina por provocar una explosión, el llamado *flash del helio*, que no logra destruir la estrella, aunque sí induce un aumento transitorio de la luminosidad estelar. Tras este episodio la materia deja de estar degenerada y se pasa a un estado estacionario en el que el punto representativo de la estrella en el diagrama HR se mueve hacia la izquierda, a lo largo de la *rama horizontal*.

Algunas estrellas pueden experimentar varios *flashes* del helio sucesivos, mientras que otras pueden no atravesar ninguno. Como casi todo en evolución estelar, estas circunstancias dependen de la masa: los astros lo bastante masivos alcanzan las temperaturas requeridas para la fusión del helio sin que la materia llegue a encontrarse en estado degenerado. Los *flashes* del helio son más propios, pues, de las estrellas ligeras y pueden aparecer tanto en los episodios de combustión termonuclear del helio en el núcleo estelar como en las fases de fusión de helio en capa.

El helio del núcleo estelar se va convirtiendo poco a poco en carbono y oxígeno. Se repite un proceso de decantación gravitatoria análogo al que vimos antes, en el caso de la producción de helio. El carbono y el oxígeno se acumulan en el centro estelar hasta que la concentración de helio se torna tan baja que ya no basta para mantener el proceso triple alfa. El núcleo estelar deja de generar energía y se contrae, pero la fusión de helio pasa a suceder en una capa alrededor del núcleo, la cual sigue estando rodeada por otra más externa en la que se sigue fusionando hidrógeno. Esta nueva estructura induce una nueva expansión de las capas externas y la estrella pasa de la rama horizontal a la llamada *rama asintótica de las gigantes*, donde las luminosidades alcanzan valores descomunales: encontramos aquí las supergigantes rojas más llamativas de todo el universo.

El incremento de la presión y temperatura en el núcleo inerte de helio puede conducir a la fusión del carbono si se rebasa la barrera de los 720 millones de kelvins. Las reacciones de fusión de carbono son muy complejas porque algunas de sus variantes implican la emisión de protones (${}^1\text{H}$) y neutrones (n) libres, y otros núcleos ligeros que interaccionan con el entorno de inmediato. Los productos principales de estas reacciones son sodio, magnesio, oxígeno y, sobre todo, neón:



Y al igual que en el caso del helio, en las estrellas menos masivas la fusión del carbono puede producirse en condiciones de degeneración que conduzcan a uno o varios *flashes* del carbono, lo bastante potentes como para provocar el desprendimiento y la expulsión al espacio de las capas externas de la estrella. Esto,

¿Cómo es que el cielo alimenta a las estrellas?

LUCRECIO

unido a la expansión general de esta última y al incremento de su luminosidad, hace que la presión de radiación sea capaz de arrancar átomos del astro en intensos vientos estelares. La estrella poco a poco se deshace de su propia piel.

La evolución en el diagrama HR de los cúmulos

Todos estos pasos evolutivos se producen con más rapidez para las estrellas más masivas. En consecuencia, la secuencia principal de un cúmulo estelar empieza a moverse hacia la zona de las gigantes rojas desde arriba, como si la enorme mano de un dios cósmico fuera despegándola y la deformara hacia la derecha. Hay un punto concreto del diagrama HR de cada cúmulo evolucionado, el llamado *punto de abandono*, en el que las estrellas están listas para apartarse de la secuencia principal y convertirse en gigantes. La masa o luminosidad en la que se detecta el punto de abandono ofrece una medida muy fiable de la edad de las estrellas del cúmulo y, por tanto, del cúmulo estelar como un todo.

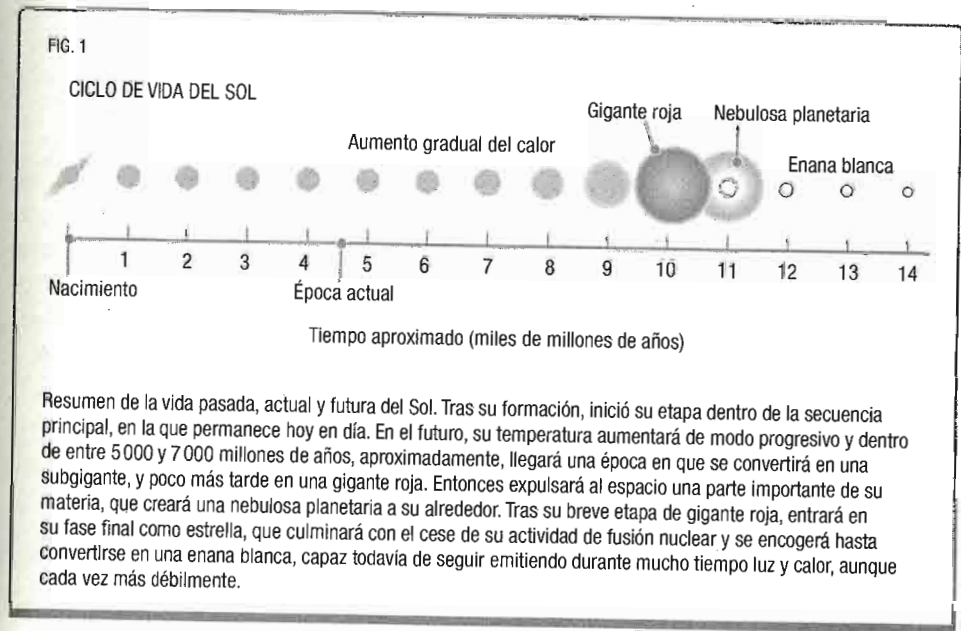
MARIPOSAS EN EL CIELO

La fase de fusión del carbono conduce a la concentración de neón y oxígeno en el núcleo (con cantidades pequeñas pero no despreciables de sodio y magnesio), que poco a poco se va tornando inerte a medida que disminuye la concentración de carbono. A su alrededor se suceden capas en las que se verifican, por este orden, las fusiones del carbono, del helio y del hidrógeno.

Nebulosas planetarias

Las estrellas cuya masa total no supera ocho veces la del Sol no son capaces de avanzar más en la cadena de las reacciones nucleares. Las capas exteriores se ven expulsadas por completo y

en el centro queda el núcleo desnudo de la estrella, que con el tiempo se vuelve inerte por la incapacidad de fusionar núcleos atómicos más pesados. Este proceso representa la fase de *nebulosa planetaria*: el núcleo estelar se convierte en una estrella enana blanca, caliente pero que solo brilla porque radia este calor residual, y que queda rodeada por la envoltura estelar expulsada, en expansión (véase la imagen superior de la pág. 107). La radiación ultravioleta de la enana blanca central ioniza los gases de la envoltura y los hace brillar en un espectáculo de colores y formas que muchas veces se compara con la variedad cromática y la belleza de las mariposas. La morfología de las nebulosas planetarias puede llegar a ser muy variada, pero en todos los casos representa el fin de la existencia, como tal, de una estrella con menos de ocho veces la masa del Sol. El futuro del Sol dentro de varios miles de millones de años será exactamente este: pasará por la fase fugaz de nebulosa planetaria, tras haber resplandecido brevemente como una gigante roja, y terminará como una enana blanca en proceso de enfriamiento lento pero seguro (figura 1).



LABERINTO DE GIGANTES

El punto representativo de las estrellas en el diagrama HR, tras el abandono de la secuencia principal, traza un recorrido que puede llegar a ser bastante complejo, circulando siempre por el sector superior derecho de este diagrama. A cada etapa evolutiva le corresponde un espacio concreto, pero existe una dependencia marcada de la masa estelar. Intentemos aclarar y resumir las diferentes fases evolutivas y el lugar que les corresponde en el diagrama, apoyándonos para ello en diagramas HR reales de cúmulos estelares globulares, en este caso del cúmulo M5, situado en la constelación de la Serpiente.

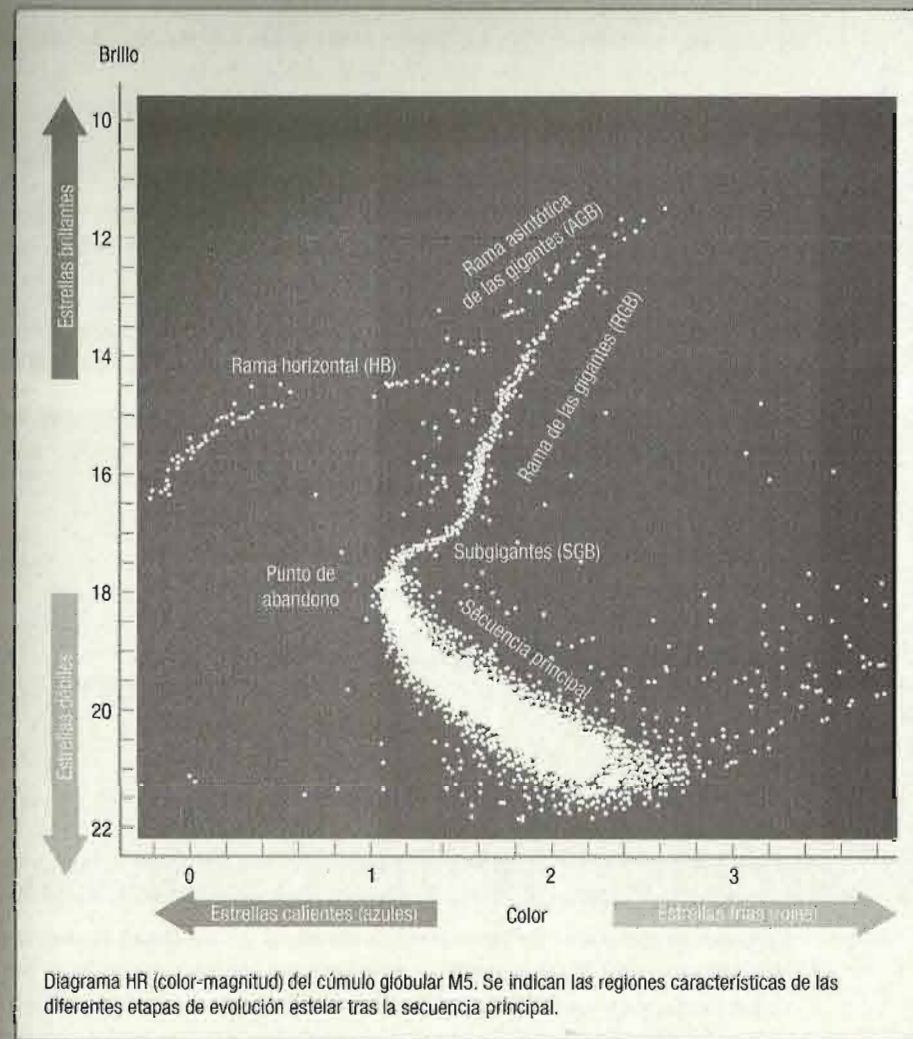
Un camino tortuoso

La secuencia principal es el lugar ocupado por el punto representativo de las estrellas que consumen hidrógeno en sus núcleos, sea mediante las cadenas pp o a través del ciclo del carbono, y también la fase de su vida en la que permanecerán más tiempo. Cuando los astros roban esta primera fase evolutiva se alejan de la secuencia principal hacia la parte superior derecha del diagrama. El punto en el que la secuencia del cúmulo se aparta de la secuencia principal se denomina punto de abandono (*turn-off point*). Las estrellas pasan a consumir hidrógeno en una capa activa alrededor de un núcleo inerte compuesto sobre todo de helio. Transitan entonces por la rama de las subgigantes (SGB, *sub-giant branch*). Las estrellas siguen luego ascendiendo por la rama de las gigantes (RGB, *red-giant branch*) hasta que se inicia la combustión del helio en el núcleo (en las estrellas menos pesadas este evento va precedido por uno o varios *flashes* del helio), mientras prosigue la combustión nuclear del hidrógeno en una capa externa. La estrella desciende de nuevo por la rama RGB y luego se desplaza por la rama horizontal (HB, *horizontal branch*). Los astros que cuentan con masa suficiente prosiguen su evolución y pasan de la rama horizontal a la rama asintótica de las gigantes (AGB, *asymptotic giant branch*), cuando el núcleo de carbono y oxígeno se torna inerte y la combustión nuclear se produce en dos capas sucesivas (de fusión de helio y de fusión de hidrógeno). Los astros con menos de ocho masas solares pasan luego a la fase de nebulosa planetaria y se convierten en enanas blancas, relegadas a la región inferior izquierda del diagrama. Las estrellas más masivas atraviesan las fases evolutivas finales en esta región del diagrama, antes de terminar su existencia, tras la correspondiente explosión de supernova, como estrellas de neutrones o agujeros negros.

Zonas colectivas

Insistamos en que todas estas ramas y regiones del diagrama HR no trazan el recorrido de cada estrella concreta, sino que se trata de zonas en las que se acumulan los puntos representativos de estrellas distintas. Una estrella dada no recorre toda la secuencia principal, sino que ocupa un espacio concreto de la misma en el curso de su evolución. Del mismo modo, no hay que esperar, por ejemplo, que una estrella recorra toda la rama horizontal, sino que al visitar esta zona deambule por un fragmento quizá pequeño de la rama. En todo caso, el diagrama HR nos proporciona información visual muy interesante para hacernos una idea clara del camino que

sigue la evolución estelar cuando se abandona la secuencia principal, facilitando la comprensión de la física de las estrellas gigantes y poniendo de manifiesto la influencia de la masa de los cuerpos estelares sobre el final de su existencia.

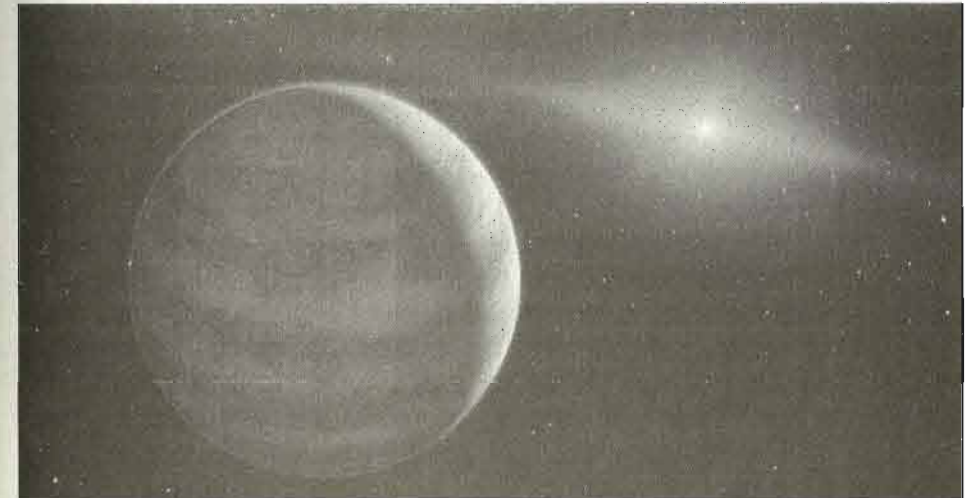


Las nebulosas planetarias contienen cantidades de elementos pesados, sobre todo carbono y oxígeno, muy superiores a las del material original a partir del cual se formaron sus estrellas progenitoras. En concreto, es el oxígeno dos veces ionizado el responsable del resplandor verdoso de muchos de estos objetos, en los que también destaca el brillo rosado del hidrógeno ionizado, que sigue siendo el componente mayoritario del material. Una nebulosa planetaria permanece detectable durante unas decenas de miles de años, menos de cien mil años en cualquier caso, y en ella puede llegar a verse al espacio hasta un diez por ciento de la masa original de la estrella. Este material enriquecido en elementos químicos pesados se incorpora al medio interestelar y se integra en las nebulosas a partir de las cuales se formarán generaciones estelares posteriores.

Enanas blancas

Una enana blanca recién formada puede tener una temperatura superficial de unos cien mil kelvins, lo que la torna realmente blanca, aunque muy poco luminosa (véase la imagen inferior de la página contigua). Por lo tanto, el punto representativo de una estrella ligera pasa rápidamente de la zona de las gigantes rojas, arriba a la derecha en el diagrama HR, a la región inferior izquierda, donde están los cuerpos débiles pero calientes.

La densidad de una enana blanca ronda los 3000 kg/cm^3 , de manera que el peso aproximado de una cucharadita llena de material de este astro rebasaría las quince toneladas. El interior se compone de núcleos atómicos totalmente ionizados. Estos núcleos pueden ser de carbono y oxígeno, o bien de oxígeno, neón y magnesio, aunque estrellas muy ligeras no podrían alcanzar fases de fusión avanzadas y podrían dar lugar a enanas blancas hechas de helio, si bien no se han detectado enanas blancas de este último tipo porque, al proceder de las estrellas más ligeras, el universo aún no es lo bastante viejo como para que se haya formado ni siquiera la primera de ellas. Estos núcleos atómicos totalmente ionizados están rodeados de un mar de electrones libres. Son estos electrones los



En la imagen superior, la nebulosa anular de la Lira, quizá la nebulosa planetaria más conocida, ilustra a la perfección la fase final de la existencia de las estrellas ligeras, en forma de enana blanca (en este caso es un diminuto puntito luminoso en el centro de la nebulosa) que, durante algunos miles de años, permanece rodeada por el resplandor de las capas externas expulsadas del astro en los estertores finales de su evolución. Abajo, recreación artística de la enana blanca conocida como PG 0010+280, visible al fondo, con un planeta en órbita a su alrededor mostrado en primer plano.

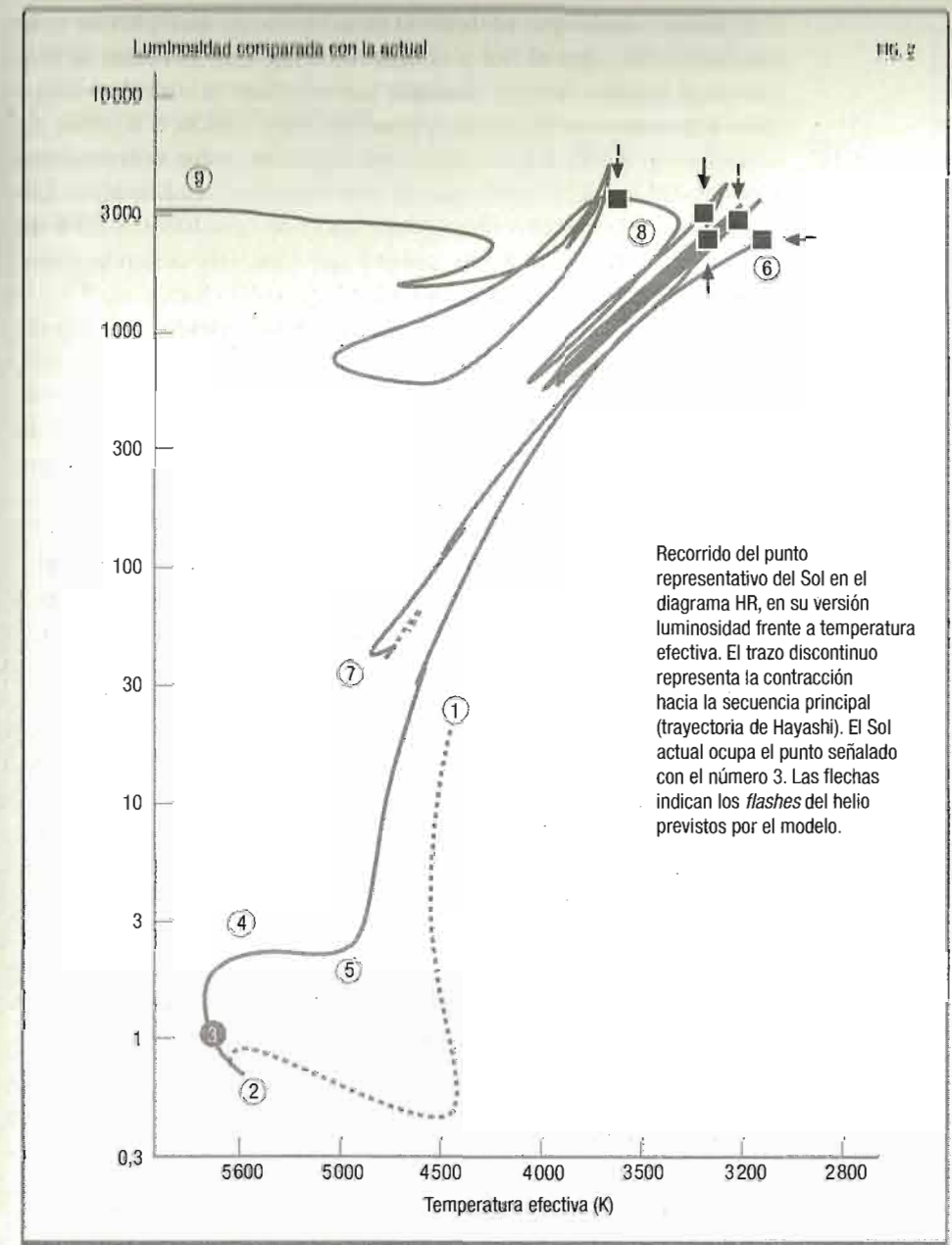
que ejercen la mayor parte de la presión que sostiene la estructura del astro. La estrella se enfría poco a poco, y la teoría predice que llegado cierto grado de enfriamiento el material debe cristalizarse. Esto sucede al cabo de varios miles de millones de años. Las masas totales de las enanas blancas suelen estar entre 0,6 y 0,8 veces la del Sol, aunque algunas son más masivas. Eso sí, ninguna supera el llamado *límite de Chandrasekhar*, en torno a 1,4 masas solares, porque pasado ese umbral la presión de degeneración de los electrones no basta para sostener la estructura y el objeto se colapsa y se convierte en una estrella de neutrones.

EL SOL COMO UNA ESTRELLA

Todo lo tratado hasta ahora sobre la vida de las estrellas que acaban como enanas blancas fue, es y será de aplicación al Sol. Y la historia pasada y futura de nuestra estrella ha ejercido y tendrá influencia sobre su entorno, en el sistema solar en general y en la Tierra en particular. Resulta muy interesante contemplar la evolución del Sol considerado como una estrella cualquiera, y dedicaremos a ello los apartados siguientes. Nos atendremos para los detalles al estudio de Sackmann y su equipo (publicado en la revista *The Astrophysical Journal*, vol. 418, págs. 457-468, 1993), aunque las conclusiones generales coinciden con las de otros trabajos. Seguiremos la evolución del Sol sobre dos diagramas (las figuras 2 y 3) y la tabla de la pág. 110. La figura 2 muestra la región del diagrama HR por la que se desplaza el punto representativo del Sol a lo largo de toda su historia, y nos permitirá seguir el curso de sus cambios de temperatura superficial y de luminosidad. La figura 3 ofrece con algo más de detalle el curso de la luminosidad del Sol a lo largo del tiempo.

La formación del Sol

La edad del Sol está bastante bien determinada, sobre todo gracias a los estudios sobre la edad de la propia Tierra y de los



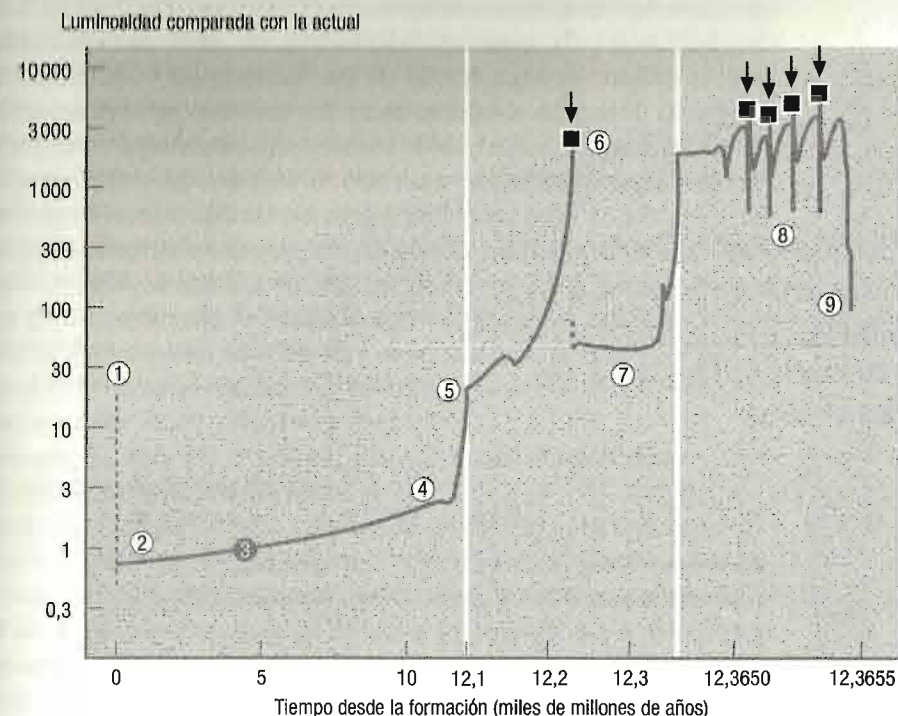
meteoritos, dado que se admite una hipótesis que parece más que razonable: que el Sol y el sistema solar que lo rodea se formaron al mismo tiempo. Aunque los estudios se suceden sobre dataciones nuevas de rocas terrestres, meteoritos, o a partir de modelos de evolución estelar, las cifras van convergiendo en el entorno de los 4600 millones de años de edad. Con mucha frecuencia se cita como valor aproximado el de 5000 millones de años, pero hay consenso en admitir que esa cifra redonda supone una ligera sobreestimación.

El Sol tuvo una historia como una protoestrella que siguió su correspondiente trayectoria de Hayashi en el diagrama HR, y que aparece representada como una línea de trazos en la figura 2. Desde el inicio de la trayectoria (punto 1 en el diagrama) con el comienzo de las primeras reacciones de consumo

Fase evolutiva	Identificación en figuras 2 y 3	Duración temporal	Comentarios
Presecuencia principal	1 → 2	50 millones de años	Trayectoria de Hayashi.
Secuencia principal	2 → 4	10900 millones de años	Incluye la época actual del Sol (edad 4600 millones de años).
Subgigante	4 → 5	700 millones de años	Luminosidad: el doble de la actual.
Rama de las gigantes rojas (RGB)	5 → 6	600 millones de años	Hasta 2300 veces la luminosidad actual. Ingestión de Mercurio.
Rama horizontal (HB)	7	100 millones de años	Se inicia con un <i>flash</i> del helio. Luminosidad: 40 veces la actual.
Rama asintótica de las gigantes (AGB)	8 → 9	~20 millones de años	Incluye varios <i>flashes</i> del helio. Culmina con la conversión en enana blanca.

Síntesis de las fases evolutivas pasadas y futuras del Sol.

FIG. 3



Evolución de la luminosidad del Sol desde su formación hasta su conversión en una estrella enana blanca. Las marcas numéricas (los puntos desde el 1 al 9 en el interior del gráfico) coinciden con las de la figura 2. Se emplean tres escalas temporales distintas, para resolver los eventos relevantes de cada fase. El punto número 3 señala el estado actual del Sol. Las flechas indican los diferentes episodios de *flash* del helio previstos por el modelo.

de litio, hasta la entrada en la secuencia principal (punto 2) con el arranque de las reacciones termonucleares de hidrógeno, transcurrieron no más de unos 50 millones de años en total, de los cuales tan solo 10 millones de años corresponden al tramo vertical (trayectoria de Hayashi en sentido estricto) y el resto al recorrido horizontal (trayectoria de Henyey) y su «empalme» con la secuencia principal.

El Sol en la secuencia principal

El Sol entró bien asentado en la secuencia principal (punto 2 en las figuras 2 y 3), consumiendo hidrógeno en el núcleo estelar para producir helio, a través de las cadenas pp y del ciclo del carbono. Tanto los modelos como los indicios geológicos señalan que la luminosidad solar ha ido aumentando poco a poco, gracias a la acumulación paulatina de helio en su centro y a que

El Sol no es más solitario que sus vecinos; en efecto, es una estrella muy común, pequeñísima, aunque no diminuta, como cientos, no, miles de otras.

HENRY NORRIS RUSSELL

la región de su interior en la que se verifican reacciones termonucleares se ha ido extendiendo ligeramente hacia el exterior. Uno de los enigmas objeto de estudio sobre la evolución del Sol y su interacción con la vida en la Tierra consiste en la llamada *paradoja del joven Sol débil*, y plantea que la menor luminosidad del Sol de tiempos antiguos, 0,7 veces la actual, no parece haber afectado a la vida en sus primeras fases de existencia en la Tierra. Las explicaciones apuntan a que la atmósfera terrestre primitiva debía de contener muchísimo más dióxido de carbono que la actual, lo que compensaba la menor radiación solar con un mayor calentamiento a través del efecto invernadero.

El Sol actual (punto 3 en las figuras 2 y 3) presenta, por definición, la luminosidad 1, que sirve de unidad de referencia, pero su brillo se incrementa de manera continua y dentro de unos 3000 millones de años alcanzará la máxima temperatura efectiva, su estado más «azul», dentro de la secuencia principal. Dentro de unos 6400 millones de años (o poco más de 5000 millones según otras estimaciones) no habrá bastante hidrógeno en el núcleo del Sol como para mantener reacciones de fusión centrales, que pasarán a verificarse en una capa en torno al corazón de helio inerte. Entonces (véase el cambio en el tramo 4 en las figuras 2 y 3), el Sol se convertirá en una subgigante y su luminosidad duplicará la del Sol actual.

Muchas obras de divulgación comentan que la vida en la Tierra está condenada a desaparecer porque el Sol terminará por

convertirse en una gigante roja. Aunque, como veremos pronto, el estado de gigante roja no sea muy acogedor para la vida en la Tierra, la realidad es que el Sol se convertirá en un objeto letal para la biosfera mucho antes de alcanzar el estado de gigante, mientras aún se encuentre dentro de la secuencia principal. Porque, si bien el efecto invernadero inducido por la atmósfera pudo salvar la situación en la paradoja del joven Sol débil, todos los modelos indican que dicho efecto invernadero, desbocado, resultará inevitable cuando la luminosidad solar supere un cierto umbral, y este umbral podría ser tan modesto como 1,1 veces la luminosidad actual, con la evaporación total de los océanos prevista para cuando el Sol tenga 1,4 veces el brillo de ahora. Esto plantea para la vida en la Tierra un horizonte que podría no superar en mucho los 3500 millones de años hacia el futuro.

Evolución avanzada del Sol

Los modelos no son lo bastante precisos como para dar una fecha clara para la transformación del Sol en enana blanca central de una nebulosa planetaria, pero no cabe duda acerca de cuáles son las fases intermedias que por fuerza tendrá que atravesar nuestra estrella. Se calcula que el Sol ha consumido hasta ahora alrededor del 40% del hidrógeno total disponible para someterlo a fusión (como sabemos, no todo el hidrógeno solar está en regiones en las que pueda experimentar fusión termonuclear). Una extrapolación lineal indicaría que al Sol le queda un 60% de historia estelar activa por delante, lo que supone más de 7000 millones de años de futuro. En las fases de gigante, el astro experimentará una pérdida de masa considerable, y en este tipo de procesos radican las mayores fuentes de incertidumbre para los detalles que vamos a relatar.

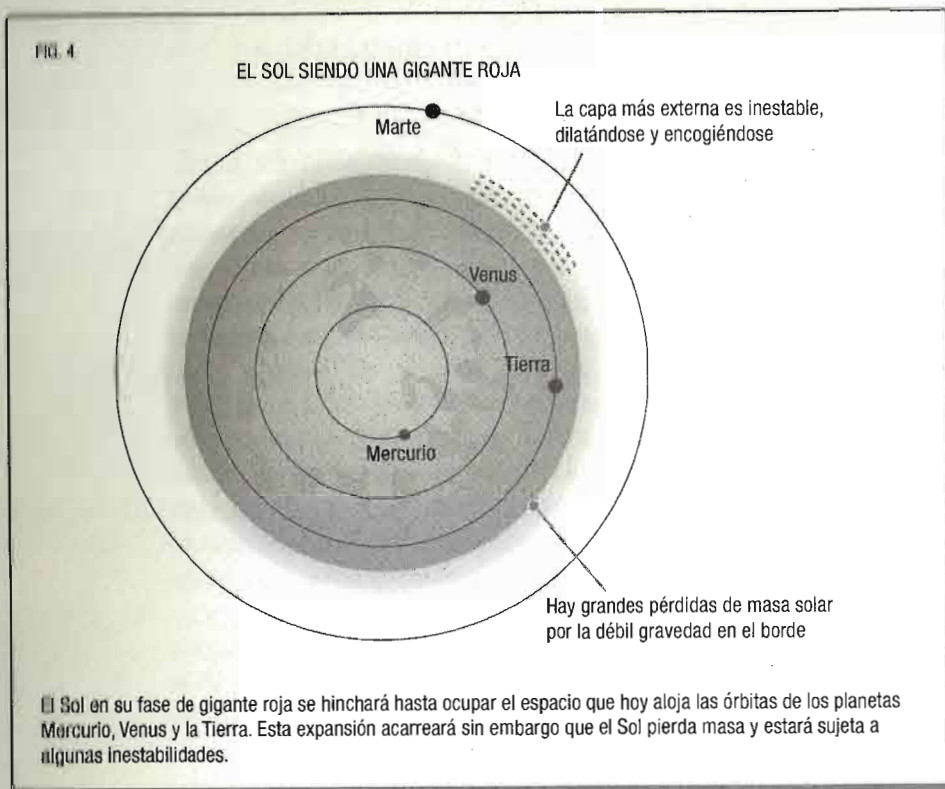
En cualquier caso, el Sol subgigante, consumiendo hidrógeno en una capa de fusión, alcanzará (tramo 5 en las figuras 2 y 3) la entrada en la rama de las gigantes rojas, donde experimentará un crecimiento de tamaño que lo hará engullir el planeta Mercurio. A lo largo de esta breve fase, la luminosidad crecerá hasta alcan-

zar unas 2300 veces la actual, lo cual se dice pronto, y la fuente de energía seguirá siendo la combustión de hidrógeno en capa, hasta que en el extremo superior de la rama se producirá un *flash* del helio (punto 6 en las figuras 2 y 3). En esa etapa, el Sol consumirá helio en el núcleo e hidrógeno en capa, y se desplazará a su lugar en la rama horizontal (tramo 7 de ambas figuras), en la que permanecerá poco más de 100 millones de años, con una luminosidad que multiplicará la actual en más de 40 veces.

Hemos dicho que el paso del Sol por la rama de las gigantes rojas lo inflará hasta hacerle ingerir el planeta Mercurio. De hecho, en su momento de máxima expansión el Sol multiplicará su tamaño actual por más de 150 veces, lo cual supera con mucho el radio orbital actual de la Tierra (figura 4). Se discute si los

planetas Venus y la Tierra serán tragados por la estrella, porque el desenlace depende de los detalles de los modelos numéricos, así como del ritmo de pérdida de masa del Sol gigante: una reducción significativa de la masa solar alejaría los planetas de su superficie, y en algunos modelos esta pérdida de masa se acerca al 50% del total. Pero aunque el Sol no devore estos dos planetas, su radiación, 2300 veces más intensa que la actual, los asará hasta dejarlos irreconocibles, ambos carentes de atmósfera.

La acumulación de helio en el núcleo conducirá a una fase final de combustión de ambos elementos en capa, con lo que el astro pasará a la rama asintótica de las gigantes. En esta fase (la 8 en las figuras 2 y 3) el punto representativo de la estrella trazará una trayectoria compleja, marcada por repetidos *flashes* del helio (señalados con flechas en dichas figuras), con episodios ocasionales de luminosidad en torno a 5000 veces la actual. El proceso culminará con la expulsión de las regiones externas del astro y la transformación en una enana blanca (tramo 9 de las figuras 2 y 3) de un tamaño muy similar al que ahora tiene la Tierra. Esta enana blanca tendrá una superficie de helio a 120 000 kelvins de temperatura, un núcleo de carbono y oxígeno, y poseerá una masa que rondará la mitad de la masa del Sol actual.



Los pesos pesados

Los senderos evolutivos de las estrellas más masivas recorren todos los excesos permitidos por las leyes físicas. En una carrera demencial y violenta, estos astros se autodestruyen en cataclismos formidables que abren a su vez las fuentes de la vida en el universo.

Durante siglos las ciencias naturales estuvieron fascinadas por la exploración de los orígenes. Quizá influidas por la mística religiosa, generaciones de naturalistas trataron de esclarecer la formación de los astros o el origen de la vida y de las especies en la Tierra. Pero la ciencia física despliega todo su poder cuando nos enfrenta a predicciones bastante seguras sobre el futuro lejano. En etapas anteriores de nuestro viaje hemos descubierto las catástrofes que la evolución del Sol deparará a la Tierra dentro de unos miles de millones de años. Quizá aporte cierto consuelo constatar que hay otros mundos en el cosmos a los que esperan cataclismos que superarán con mucho nuestra propia e inevitable tragedia.

El contraste de ritmos de evolución entre las estrellas ligeras y las pesadas resulta abrumador. Ya vimos que un factor 200 en masa es capaz de acelerar o retardar la evolución estelar en un factor 140 000. El umbral en torno a unas ocho masas solares marca un cambio drástico en el curso evolutivo de las estrellas, no solo por este efecto de aceleración de los procesos debido a la masa, sino también porque, al superar esta frontera, se abren unas posibilidades de reacciones termonucleares muy complejas, unos caminos del todo inaccesibles a los astros ligeros y por los que, en consecuencia, nunca transitará nuestro Sol.

ETAPAS AVANZADAS EN LA EVOLUCIÓN DE LAS ESTRELLAS MASIVAS

Las estrellas más masivas son capaces de retener la envoltura con más firmeza que las ligeras, de modo que las fases de combustión termonuclear del carbono no suponen su conversión en nebulosas planetarias y enanas blancas, aunque también atraviesen episodios de pérdida de masa. Un astro masivo tiene aún un futuro termonuclear por delante cuando el carbono en su centro deja de estar lo bastante concentrado como para que se pueda fusionar.

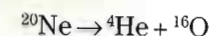
Alquimia termonuclear avanzada

En una repetición del proceso ya descrito en otras fases (véanse resumidas en la tabla de abajo), la combustión termonuclear del carbono «migra» hacia una capa que rodea un núcleo estelar hecho de oxígeno, neón y magnesio y que en principio permanece inerte. Pero la contracción que sigue al cese de la fusión del carbono incrementa la temperatura central hasta unos espeluznantes 1 400 millones de kelvins. Entonces da inicio la combustión

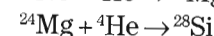
Proceso de fusión nuclear	Temperatura central (K)	Densidad central (kg/m ³)	Duración temporal de la fase
Fusión de hidrógeno (H → He)	37 millones	3 800	7 300 000 años
Fusión de helio (He → C + O)	180 millones	620 000	660 000 años
Fusión de carbono (C → Ne)	720 millones	640 millones	165 años
Fusión de neón (Ne → Mg + Si)	1 400 millones	3 700 millones	1,2 años
Fusión de oxígeno (O → Si)	1 800 millones	13 000 millones	6 meses
Fusión de silicio (Si → Fe)	3 400 millones	110 000 millones	1,5 días

Fases de la fusión nuclear en una estrella de 25 masas solares. Se indican los elementos principales que participan en las reacciones (reactivos y productos) y otras circunstancias relevantes de cada fase.

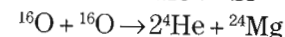
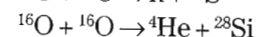
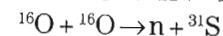
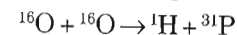
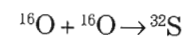
termonuclear del neón. Los astros masivos exhiben un carácter bastante innovador, porque estos procesos termonucleares avanzados ya no consisten en una mera adición de núcleos, sino que implican la destrucción de los núcleos de neón, como si la estrella hiciera molienda de granos de café antes de hacerse una infusión termonuclear. La rotura del neón se produce en procesos de *photodesintegración*, es decir, los núcleos ingieren fotones de muy alta energía y se separan en helio y oxígeno:



Los núcleos resultantes quedan disponibles para experimentar toda una diversidad de reacciones que, consideradas globalmente, liberan más energía que la del fotón inicial que destruyó el primer núcleo de neón, de manera que el balance es positivo y la estrella logra mantener su estructura:



Como vemos, los productos principales son silicio, neón y magnesio. Solo el silicio es una novedad absoluta en el interior estelar, en esta fase. Los productos de la reacción vuelven a acumularse en el centro estelar, la combustión del neón vuelve a desplazarse a una capa exterior y acto seguido, cuando la temperatura central alcanza los anonadantes 1 800 millones de kelvins, empiezan a producirse las reacciones de fusión del oxígeno:



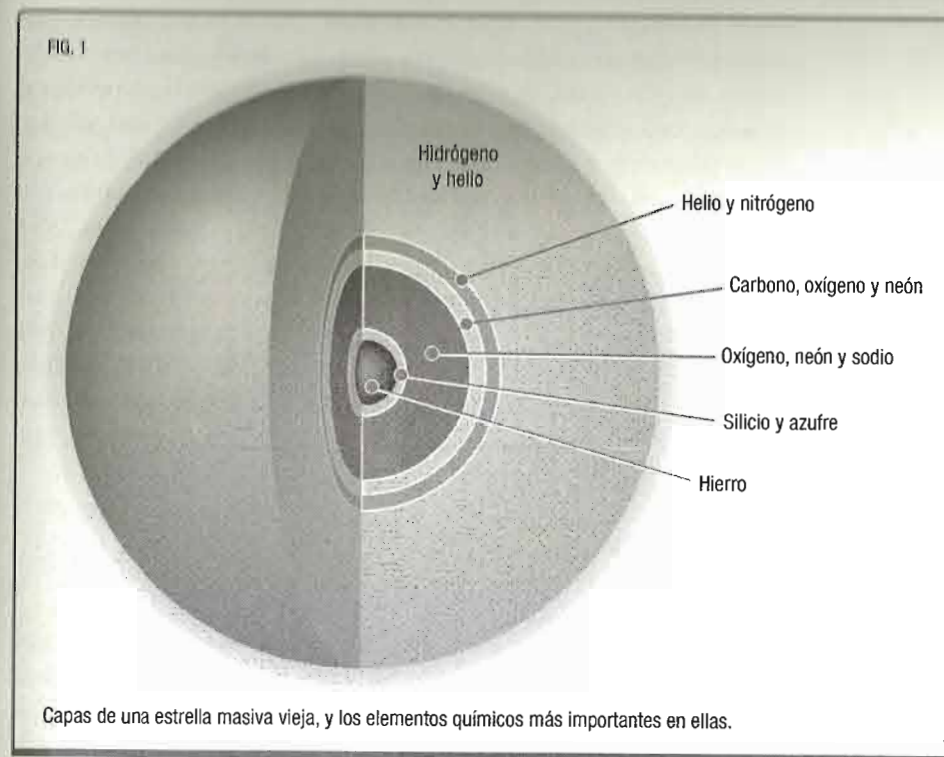
De este modo hacen aparición en el cosmos elementos tan importantes para la vida como el fósforo o el azufre. Cabría es-

perar que algunos de estos elementos, como el magnesio, pudieran servir como base para nuevas reacciones, pero las condiciones en el interior estelar son tales que de nuevo se produce la fotodesintegración de estos núcleos, en particular del silicio, que llega a desaparecer por completo de las regiones más calientes del astro. Las temperaturas son tan extremas que todos estos procesos se desencadenan con ritmos endiablados, del orden de días, tras una historia estelar de millones de años. Las reacciones de fotodesintegración del silicio que suceden a partir de los 3400 millones de kelvins de temperatura son de una complejidad extrema, y la fusión de los fragmentos resultantes de la molienda del silicio conduce a la formación de los núcleos atómicos más estables, sobre todo el hierro y sus isótopos, entre ellos el ^{56}Fe .

Estrellas como cebollas

A lo largo de todos estos procesos, el interior estelar se ha ido configurando en una estructura de capas, lo que el astrofísico David Arnett describió como «capas de cebolla», una metáfora que se ha extendido hasta el punto de volverse casi obligatoria en cualquier obra de divulgación de la evolución estelar. Tras unas capas enormes compuestas de hidrógeno y helio en las que no se producen reacciones termonucleares, yace el núcleo estelar, dispuesto en capas sucesivas en las que se producen todos los pasos comentados hasta ahora: desde la fusión del hidrógeno en la más externa hasta la fusión del silicio en el centro, que implica la formación de un núcleo de hierro. La composición de estas capas, de dentro hacia fuera, consta de los elementos químicos principales siguientes: ^{56}Fe ; ^{28}Si ; ^{12}C , ^{16}O , ^4He y ^1H . Estos y otros se muestran en la figura 1.

La producción de hierro significa la sentencia final para el astro. Las reacciones de fusión termonuclear de núcleos atómicos ligeros son capaces de liberar energía. En el otro extremo, y como bien sabemos en la Tierra porque usamos este efecto para generar energía y con fines militares, la rotura o fisión de núcleos



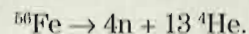
atómicos muy grandes, como los de uranio o plutonio, también libera energía. Pero en algún lugar intermedio deberemos encontrar núcleos tan estables que ni su fusión ni su fisión resulten favorables desde el punto de vista energético. Y, en efecto, estos núcleos son los del *pico del hierro*, con masas atómicas entre 50 y 60, con el ^{56}Fe en un lugar destacado.

UN FINAL GLORIOSO

Cuando la acumulación de hierro en el centro de la estrella es tal que impide que prosigan los procesos de fusión del silicio, el astro se encuentra ante una crisis energética insuperable. La fusión nuclear en las capas de cebolla no basta para sostener la estruc-

tura de la estrella, y el núcleo interno no es ya capaz de responder con más energía y se desploma bajo su propia gravedad.

La contracción implica un incremento exorbitante de la temperatura, que alcanza los 5000 millones de kelvins en minutos. A esa temperatura los fotones son tan energéticos que logran fotodesintegrar el hierro, en reacciones como la siguiente:



Pero recordemos que cualquier reacción, de fusión o de fisión, que involucre al hierro es endotérmica, requiere aportar energía, no la libera, lo que provoca una retroacción positiva, dado que el enfriamiento del núcleo acelera la contracción, que pasa a convertirse en un verdadero colapso cada vez más desbocado.

Este hundimiento de la estructura del corazón estelar tritura todo el contenido de esa zona y lo convierte en una sopa caliente de protones, neutrones y electrones. Los electrones, a los cuales solo ha correspondido hasta ahora un papel secundario en el teatro estelar, reclaman protagonismo. A densidades mayores los electrones se introducen en el interior de los protones y los «convierten» en neutrones, en un proceso que libera multitud de neutrinos. La desaparición de la carga eléctrica retira una de las barreras para la contracción y los neutrones resultantes se apelotonan libremente unos sobre otros en un amasijo que tiene la misma densidad y consistencia que los núcleos atómicos: ha surgido en el interior de la estrella un objeto capaz de dar lugar, como veremos luego, a una estrella de neutrones.

Supernovas gravitatorias

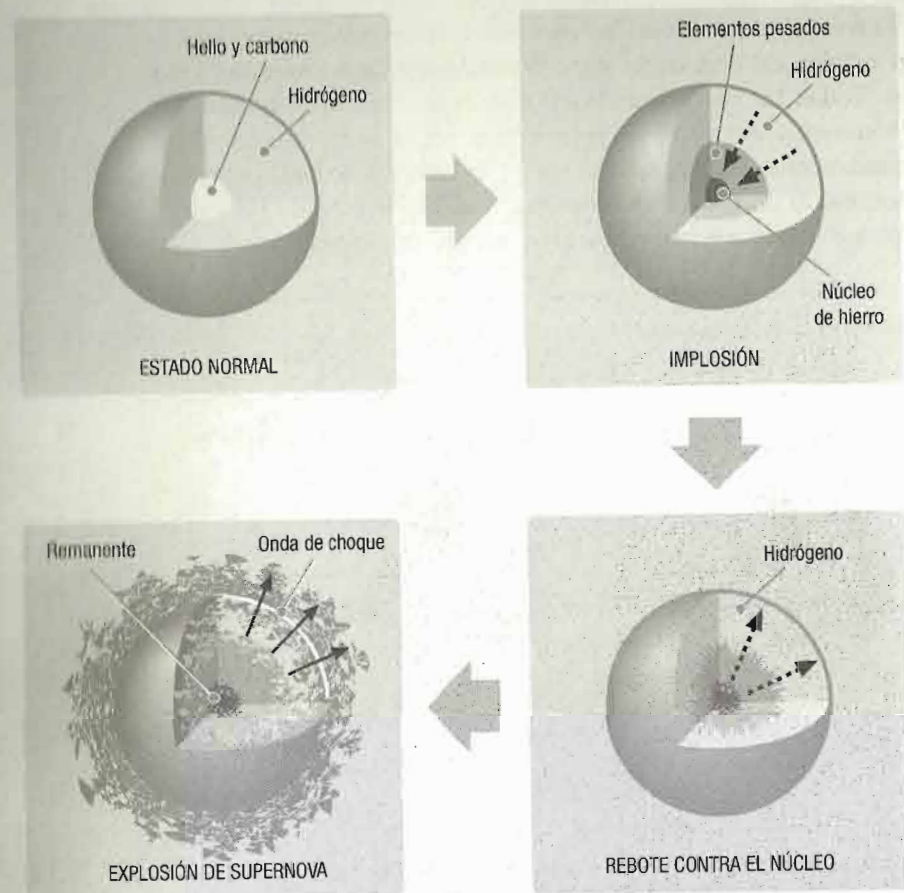
Pero por ahora este núcleo neutrónico no está aislado, sino que se ha formado en el centro de toda una estructura estelar que hasta hace unas horas conformaba una estrella estable. Todas las capas estelares se han quedado de golpe sin sustento: el núcleo estelar se ha hundido a sus pies y el resto de las capas solo tienen ya por debajo un vacío hacia el cual se precipitan como



El remanente de supernova N49, ubicado en la Nube Mayor de Magallanes, una pequeña galaxia satélite de la nuestra, en una imagen generada mediante tomas en luz visible, luz infrarroja y rayos X.

si se tratara de un abismo, en caída libre. La caída densifica y calienta el material. Las capas sucesivas en las que se estaban verificando reacciones nucleares muy concretas, en condiciones relativamente moderadas, experimentan ahora un incremento térmico que multiplica de un modo radical los ritmos de reac-

FIG. 2

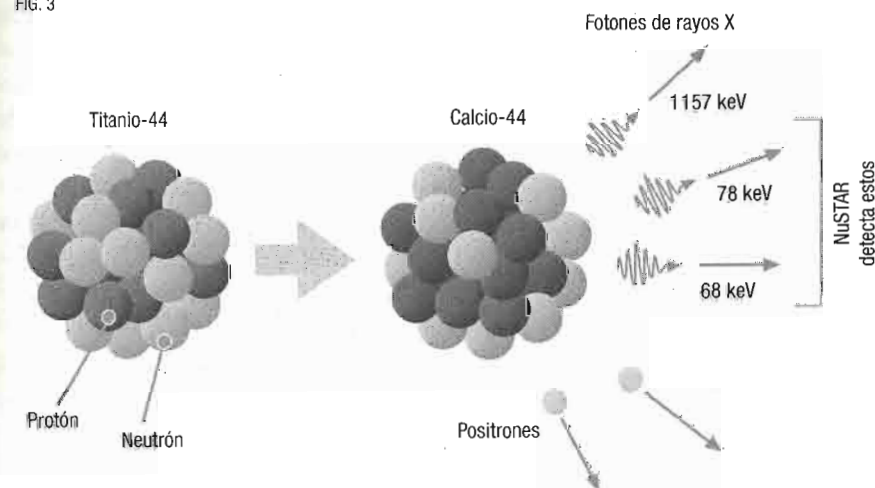


Secuencia en cuatro pasos que muestra los acontecimientos principales del proceso en el que una estrella masiva estalla en una explosión de supernova gravitatoria.

ción. Las reacciones termonucleares adquieren carácter explosivo, sobre todo en la frontera donde la materia estelar normal colisiona con el centro formado por neutrones. El rebote contra este núcleo, el incremento bestial de las reacciones termonucleares y el enorme flujo de neutrinos procedente del interior hacen que se invierta el movimiento de colapso, de manera que el hundimiento de la estructura estelar se convierte en una explosión (figura 2).

El frente de combustión termonuclear recorre todo el material estelar en una orgía desenfrenada de reacciones de todo tipo. Todas las reacciones nucleares concebibles, de fusión, fotodesintegración o fisión, se suceden en el seno de una masa incandescente en expansión en cuyo interior se producen absolutamente todos los elementos químicos de la tabla periódica (figura 3), en un estado conocido como de *equilibrio estadístico*

FIG. 3



Ejemplo de detección de titanio-44 generado por una supernova. Este isótopo radiactivo es detectable indirectamente por el satélite astronómico NuSTAR cerca de remanentes de supernovas. La detección se puede hacer a través de los productos típicos de la desintegración del titanio-44 en calcio-44. Además de positrones, se generan fotones de rayos X de tres niveles de energía muy característicos de esta transformación, y los fotones de los dos niveles más bajos de esos tres son detectables por el NuSTAR.

nuclear. Esta gloriosa explosión estelar se conoce como *supernova gravitatoria*.

Paisaje después de la batalla

Una supernova gravitatoria puede alcanzar durante algunos días un brillo superior al de toda una galaxia junta. El destello de energía liberada va siempre acompañado de una emisión intensa de neutrinos y, en el caso de las *hipernovas*, producidas por las estrellas más exorbitantemente masivas, de cantidades enormes de rayos gamma que se emiten en haces colimados, que en caso de apuntar hacia la Tierra se observan como una fuente explosiva de rayos gamma (*gamma ray burst*, *GRB*).

El material expulsado en la explosión, enriquecido en todo tipo de elementos químicos, se muestra como una nebulosa que guarda un parecido tan solo superficial con las nebulosas planetarias: un *remanente de supernova* (véase la imagen de la pág. 125). Los remanentes de supernova se expanden a miles de metros por segundo y diseminan por el espacio los productos de reacción, que se incorporan a las nubes de hidrógeno a partir de las que surgirán estrellas enriquecidas en metales, y rodeadas de planetas en los que podría desarrollarse la vida, a partir de la complejidad química recién nacida. La cantidad de materia expulsada es enorme: en el caso de una estrella de 25 masas solares, la explosión devuelve al medio interestelar más del 95% del material estelar.

Estrellas de neutrones y agujeros negros

La mayor parte del material estelar es devuelto al espacio en el curso de una explosión de supernova gravitatoria. Pero ¿qué ocurre con el centro estelar superdenso, hecho, como hemos visto, casi solo de neutrones? El núcleo estelar compacto sobrevive a la explosión, pero las condiciones en las que esta se desarrolle pueden señalar destinos finales distintos (véase la imagen de las págs. 130-131).

Ya vimos que las estrellas enanas blancas, residuos compactos de la evolución de estrellas con masas iniciales inferiores a ocho veces la del Sol, mantienen su estructura gracias a la presión de degeneración de los electrones. Pero esta situación solo es posible si la masa del objeto compacto es inferior al ya mencionado límite de Chandrasekhar, situado en el entorno de 1,46 veces la masa del Sol. Los núcleos estelares compuestos de neutrones que resultan de la evolución de las estrellas masivas superan siempre ese umbral, de manera que el residuo compacto de una supernova gravitatoria nunca es una enana blanca. La materia central queda confinada en forma de neutrones y constituye una

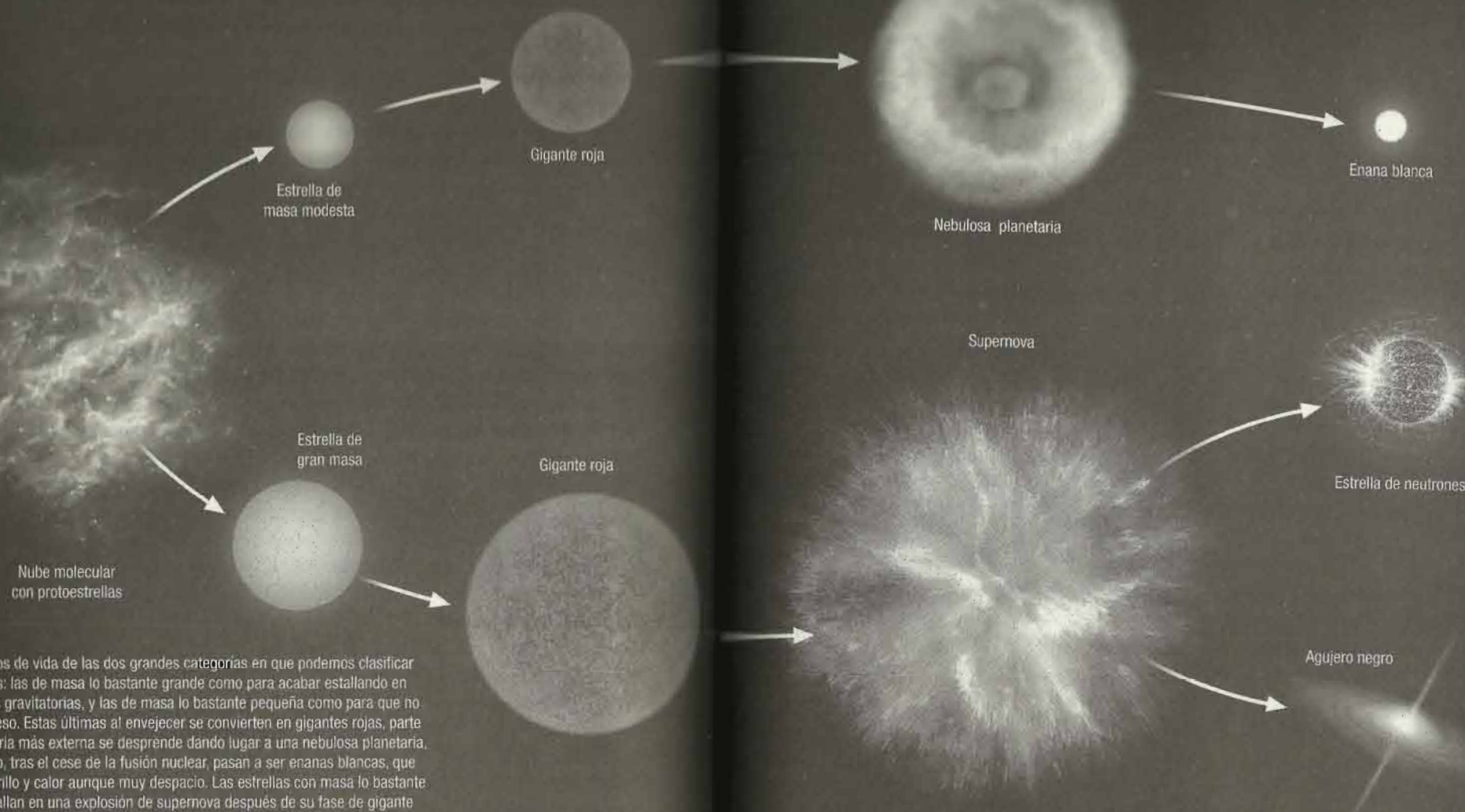
estrella de neutrones. La densidad de este tipo de astros es igual a la del núcleo atómico, y la estructura se mantiene gracias a la presión de degeneración de los propios neutrones. Las cifras son abrumadoras. Un solo centímetro cúbico de material tomado de una estrella de neutrones tendría una masa igual a unas 500 toneladas métricas. Una tacita de café con apenas 100 centímetros cúbicos de estrella de neutrones pesaría tanto como el Titanic.

Las estrellas de neutrones suelen rotar con velocidades desbocadas, hasta varios miles de veces por segundo, debido a la conservación del momento angular en el curso de la contracción, aunque el ritmo de giro se atenúa con el paso del tiempo, de modo que este parámetro funciona como buen indicador de la edad del astro. El mismo proceso de contracción es responsable de que el campo magnético original de la estrella se concentre hasta extremos inconcebibles, hasta alcanzar cien millones de teslas en la superficie, unos dos billones (dos millones de millones) de veces el campo magnético habitual en la superficie terrestre. Pero alto, si el astro está hecho de partículas neutras, los neutrones, ¿cómo explicar que exhiba campo magnético? La explicación reside en la estructura de la propia estrella de neutrones, la cual consta de esas partículas nucleares en el interior, pero posee también una corteza externa formada por

¿No es posible que las estrellas más brillantes sean como nuestro Sol, centros sostenedores y energizadores de sistemas de seres vivos?

WILLIAM HUGGINS

FASES MÁS COMUNES EN LA EVOLUCIÓN DE LAS ESTRELLAS



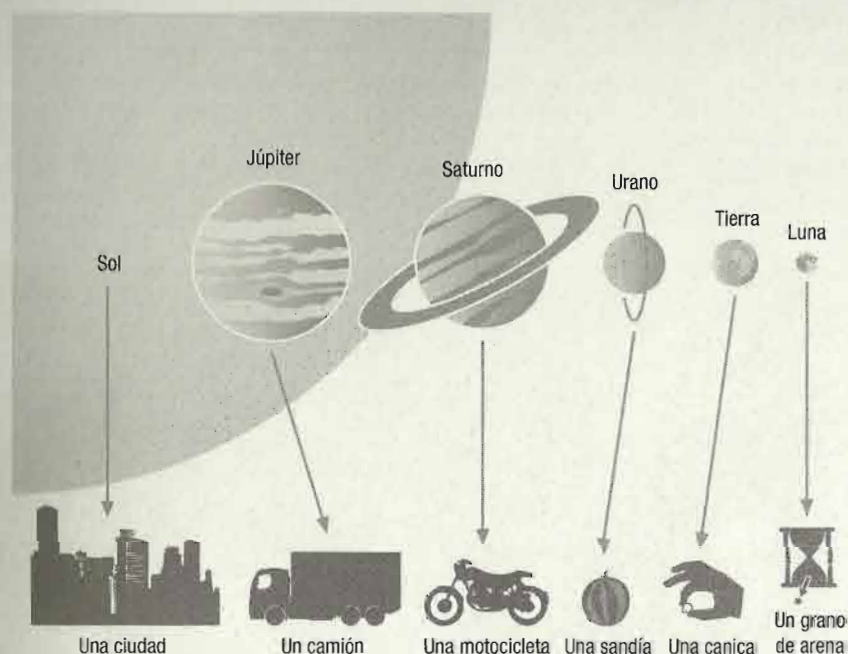
Ciclos típicos de vida de las dos grandes categorías en que podemos clasificar las estrellas: las de masa lo bastante grande como para acabar estallando en supernovas gravitatorias, y las de masa lo bastante pequeña como para que no les ocurra eso. Estas últimas al envejecer se convierten en gigantes rojas, parte de su materia más externa se desprende dando lugar a una nebulosa planetaria, y por último, tras el cese de la fusión nuclear, pasan a ser enanas blancas, que perderán brillo y calor aunque muy despacio. Las estrellas con masa lo bastante grande estallan en una explosión de supernova después de su fase de gigante roja. De estas, las de menor masa dejan un núcleo que se convierte en una estrella de neutrones, mientras que el núcleo de las de mayor masa se transforma en un agujero negro. En la imagen, los astros no están representados a la misma escala.

LA RECETA PARA CONVERTIR CUALQUIER COSA EN UN AGUJERO NEGRO

Todo cuerpo celeste tiene su velocidad de escape, que equivale a la velocidad que habría que alcanzar para escapar de su campo gravitatorio. La expresión matemática clásica para la velocidad de escape, v_e , la relaciona con la masa del cuerpo celeste, M , con su radio, r , y con la constante de la gravitación universal, G , del modo siguiente:

$$v_e = \sqrt{\frac{2GM}{r}}$$

Si se tiene en cuenta que $G=6,672 \cdot 10^{-11} \text{ m}^3/(\text{kg s}^2)$ y se introducen las masas y radios adecuados, prestando atención a las unidades de medida, se deduce por ejemplo que la



Resumen gráfico de los tamaños aproximados hasta los cuales se tendría que comprimir a algunos astros para que se convirtiesen en agujeros negros. Se indica esto para cada caso concreto con un objeto cotidiano de dicho tamaño. Por ejemplo, para que la Tierra se transformara en un agujero negro, habría que prensarla hasta que tuviera el tamaño de una canica.

velocidad de escape en la superficie de la Tierra asciende a 11,2 km/s (más de 40 000 km/h), mientras que en la Luna alcanza tan solo 2,38 km/s (unos 8 600 km/h).

El radio de Schwarzschild

Para una masa determinada, M , podemos plantearnos cuál sería el radio que debería tener un astro para que la velocidad de escape en su superficie fuera igual a la de la luz, $c=299\,792\,458 \text{ m/s}$. Se obtiene así el *radio de Schwarzschild* de ese objeto, r_s , el tamaño que tendría que adoptar para convertirse en agujero negro:

$$r_s = \frac{2GM}{c^2}$$

Se deduce de ahí que la Luna podría convertirse en un agujero negro si la redujéramos a un radio de una décima de milímetro, a la Tierra le correspondería un radio de casi un centímetro, mientras que si el Sol se transformara en agujero negro tendría un radio de casi tres kilómetros (véase la figura). La condición de agujero negro no es tanto una cuestión de masa, como de densidad. Eso sí, la naturaleza parece disponer de métodos para alcanzar estas densidades solo cuando se trata de objetos muy masivos. Por cierto, la densidad requerida para ser un agujero negro se torna cada vez menor, a medida que se consideran cuerpos más masivos.



La Vía Láctea en Escorpio y Sagitario, la dirección en la que se encuentra el centro de nuestra Galaxia, el cual, según todos los indicios, alberga un agujero negro supermasivo, con una masa igual a más de cuatro millones de veces la del Sol, y situado a unos 26 000 años-luz de distancia de la Tierra.

núcleos atómicos normales, sobre todo de hierro, así como de electrones. Esta corteza se encuentra total o parcialmente en estado cristalino: un enorme cristal de hierro del tamaño de un planeta. Por debajo de esta corteza coexisten protones, electrones y neutrones. Obviamente, el campo magnético se genera y mantiene en estas capas exteriores, repletas de partículas cargadas.

La aceleración de electrones en el seno del campo magnético en el entorno de la estrella de neutrones hace que emitan radiación sincrotrón, normalmente en la región espectral de las ondas de radio, y en haces colimados diametralmente opuestos. Cuando estos haces apuntan hacia la Tierra, la estrella de neutrones se manifiesta, desde el punto de vista observacional, como un *púlsar* (figura 4).

Así como la presión de degeneración de los electrones no puede sostener una enana blanca de masa superior al límite de Chandrasekhar, la presión de degeneración de los neutrones también

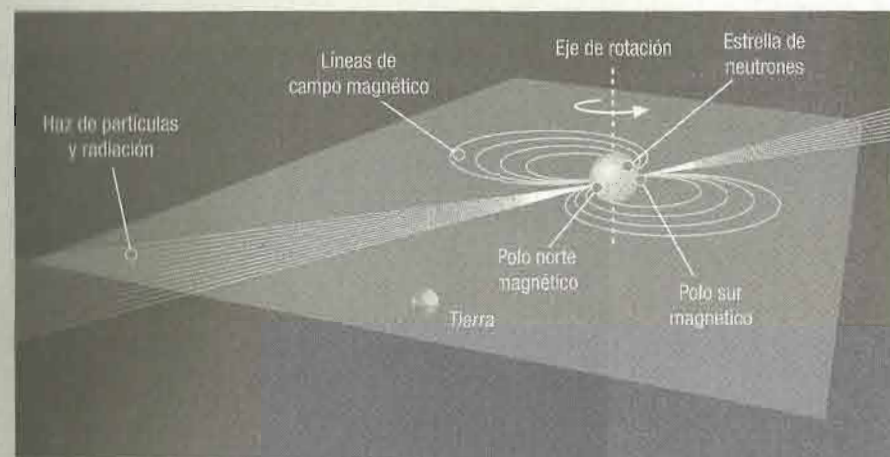
fracasa más allá del *límite de Oppenheimer-Volkoff*, no bien determinado pero que debe encontrarse en algún punto entre 3 y 6 masas solares. Más allá no hay mecanismo físico conocido capaz de frenar el colapso del núcleo estelar, y se admite normalmente que, en efecto, ese colapso no se detiene y el objeto compacto se convierte en un agujero negro.

A pesar de toda la mitología que rodea a este tipo de objetos astronómicos, un agujero negro puede definirse como un cuerpo tan denso que la velocidad de escape resulta igual o superior a la velocidad de la luz. Un objeto tal no emite luz, por tanto debería aparecer totalmente negro, y se puede detectar tan solo a través de los efectos que su atracción gravitatoria ejerce sobre el entorno. No es cierto que los agujeros negros absorban todo lo que tienen alrededor: en este sentido se comportan como cualquier otro astro, y se apropian solo de la materia (y radiación) que tiene la mala fortuna de colisionar directamente con ellos. Es perfectamente posible, y seguro, colocarse en órbita alrededor de un agujero negro y, siempre que no nos adentremos en la región de su entorno conocida como *horizonte de sucesos*, el límite en el cual la velocidad de escape iguala la de la luz, no hay nada que impida encender los motores de la nave y regresar a casa.

Quienquiera que, en interés de la ciencia, busque una utilidad práctica inmediata, puede estar en general bien seguro de que buscará en vano.

HERMANN VON HELMHOLTZ

FIG. 4



Esquema de los haces proyectados por un púlsar. Cuando la alineación con respecto a la perspectiva de observación terrestre es la adecuada, los haces emitidos por el púlsar se perciben como pulsos muy breves y en rápida sucesión, dado que la rotación del púlsar suele ser rapidísima, mucho menor de 1 segundo por cada vuelta completa.

La evolución estelar en su contexto astrofísico

La evolución de las estrellas no es tan solo un fenómeno curioso que despierta el interés de la comunidad astronómica, sino que se encuentra en el centro del nacimiento de la complejidad en el cosmos y es responsable último de la aparición de la vida en la Tierra. Finalmente, la evolución de estrellas en sistemas binarios conduce a más sorpresas inesperadas.

La evolución estelar es solo uno más de los múltiples aspectos que reflejan el carácter evolutivo de la naturaleza a todas las escalas. En geología, biología y astronomía, desde el siglo XIX hasta la actualidad se ha venido dibujando un relato de la naturaleza muy diferente al del cosmos inmutable de la ciencia de otros tiempos. Hoy sabemos que las montañas y los continentes cambian, que la vida en la Tierra se adapta en un proceso de transformación permanente, que nuestro planeta no existió siempre y que incluso el Sol desaparecerá algún día convertido en una enana blanca. Y aún más, las teorías cosmológicas y de evolución estelar revelan que incluso el universo considerado como un todo va cambiando de naturaleza con el paso de los millones de años, que incluso hubo un tiempo en que el cosmos no existía, al menos tal y como lo conocemos.

Por eso resulta ineludible aplicar un campo de visión más amplio al tema de la evolución estelar, y considerar no tan solo el devenir de astros aislados, sino ponerlos en su contexto cósmico y astrofísico. Descubrimos de este modo que la evolución de cada estrella individual puede estar ligada a la evolución de otras estrellas, o a la del cosmos considerado como un todo.

Las teorías cosmológicas modernas, que no son objeto de nuestro relato ahora, indican que el universo primordial consistía casi solo en hidrógeno y helio. Esta composición química fue el resultado de los fenómenos de *nucleosíntesis primordial*, en los que algunos protones se unieron entre sí para formar núcleos de helio, en procesos hasta cierto punto parecidos a los que hemos descrito para los interiores estelares. Pero las condiciones físicas no eran propicias al avance en la cadena de reacciones termonucleares y el cosmos joven quedó convertido en una mezcla caliente de núcleos de hidrógeno y helio, con electrones y algunas trazas muy tenues de otros elementos ligeros (berilio y litio).

A partir de este material se inició la formación de las primeras estrellas y de las primeras galaxias. Por supuesto, la contracción de las primeras nubes protoestelares se regía por las mismas leyes físicas que ahora, pero el material de partida era diferente, al menos en el sentido de que no contenía elementos químicos pesados, y en esas condiciones la opacidad del gas a la radiación es mucho menor. En efecto, uno de los motivos capaces de detener el colapso gravitatorio de las nebulosas protoestelares en la actualidad es la opacidad de los gases frente a la radiación que se libera cuando la energía potencial gravitatoria se convierte en calor durante el proceso de caída. Con un material de tan escasa opacidad cabe esperar cambios drásticos en la función inicial de masas, es decir, en la cantidad de estrellas que se forman de cada tamaño, con un sesgo muy fuerte hacia las masas elevadas en comparación con la función inicial de masas del cosmos actual. La primera hornada de estrellas aparecidas en el universo recibe el desconcertante nombre de *población III*.

Vemos por tanto que las estrellas de la población III tuvieron que ser mucho más masivas que las que se forman ahora, y sin duda llegaron a formarse verdaderos leviatanes estelares con hasta trescientas veces, si no más, la masa del Sol. Se consideran incluso modelos que podrían conducir a astros con mil masas solares, y se discute si llegaron a aparecer estrellas con masas

muy inferiores a la del Sol, cuando en la actualidad la función inicial de masas incluye estrellas desde el límite inferior para la ignición termonuclear (una décima de la masa del Sol) hasta unas 120 masas solares.

Las estrellas sin elementos pesados, sin ni un solo átomo de carbono, no pueden desarrollar reacciones nucleares a través del ciclo CNO, y solo las cadenas pp operan en sus interiores, al menos hasta que la propia maquinaria estelar logra producir su propio carbono. Todo esto conduce a modelos estelares muy diferentes a los que describen las estrellas actuales. Los modelos indican que las estrellas de la población III eran más luminosas que sus contrapartidas de la misma masa en las poblaciones actuales, y que sus ciclos evolutivos eran más breves, lo cual se añade a la aceleración espectacular inducida por sus masas enormes.

El medio interestelar en las primeras galaxias debió de ser, por tanto, muy hostil, con estrellas descomunales emitiendo radiación ultravioleta extrema, y provocando explosiones de supernovas de proporciones apocalípticas, pocas decenas de miles de años tras su formación. Estos procesos fueron tan violentos que provocaron una oleada de *reionización* en el medio interestelar, que tras la *recombinación* posterior al Big Bang había tenido carácter neutro. Estas primeras generaciones estelares sembraron el universo con elementos pesados, y de este modo la formación estelar pasó, poco a poco, a adquirir el carácter más tranquilo que se observa ahora.

Se buscan estrellas muy ligeras de la población III, que quizá podrían aún seguir activas, así como restos de astros más masivos de esa época, en forma por ejemplo de enanas blancas con rasgos especiales. Pero por ahora todas las estrellas conocidas no encajan en la población III, sino que muestran los rasgos esperados para las generaciones posteriores: las estrellas de las poblaciones II y I.

La población estelar II se formó a partir de material ligeramente enriquecido, y es característica de las galaxias elípticas, el bulbo galáctico y los cúmulos globulares. Finalmente, la población I representa la formación estelar actual, y a este grupo

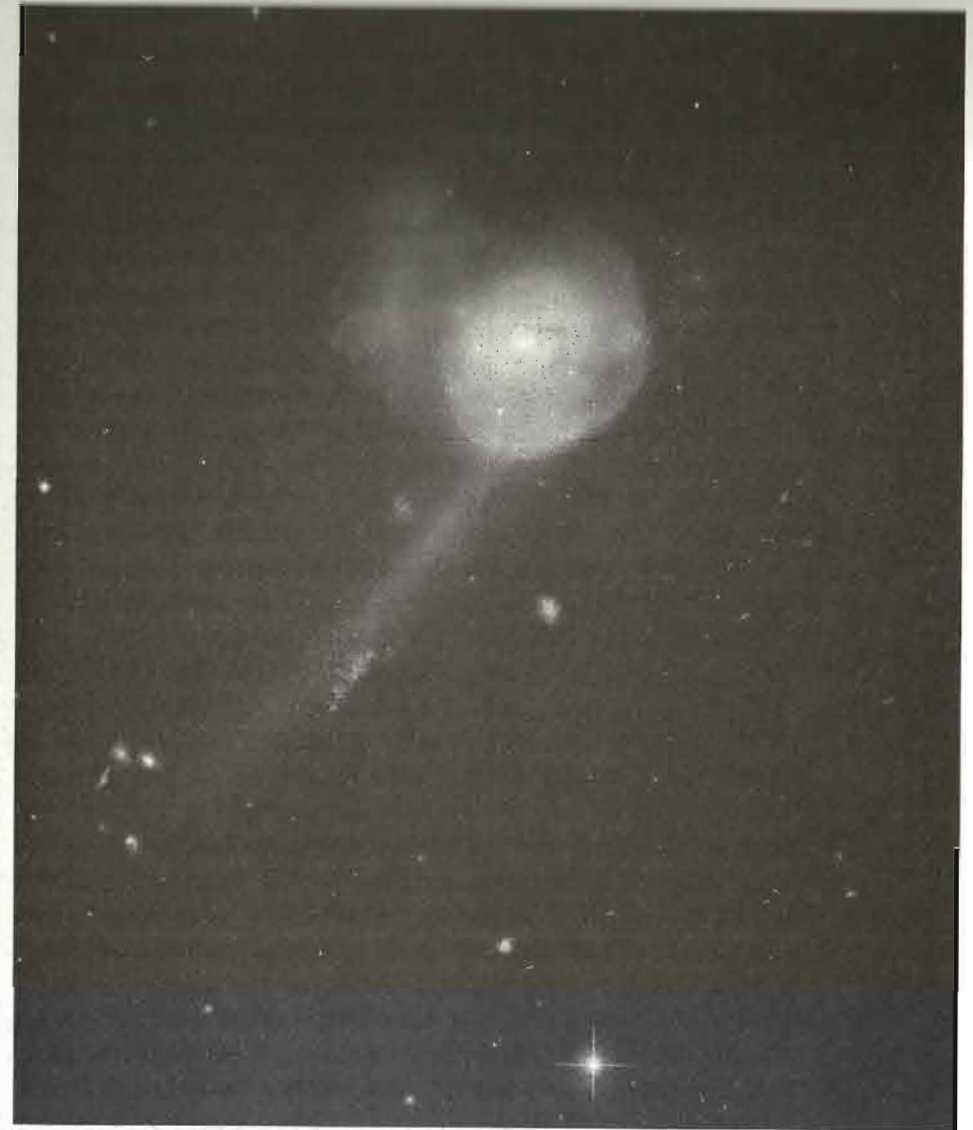
pertenece por ejemplo el Sol, que es un astro ya de segunda o tercera generación.

La formación de estrellas en el universo contemporáneo es inseparable de la formación de planetas, objetos que solo pueden existir cuando se dispone de una proporción razonable de elementos químicos pesados. Casi todo lo que conforma un planeta como la Tierra procede de los interiores estelares, desde el nitrógeno y el oxígeno de la atmósfera hasta el silicio, el aluminio y el hierro de las rocas. En particular, las sustancias importantes para la actividad biológica solo están disponibles en el cosmos tras el trabajo de varias generaciones estelares. El carbono, el calcio o el fósforo de los que depende nuestra existencia como entidades biológicas es un producto de las estrellas.

EL FUTURO DE LA FORMACIÓN ESTELAR

Concluimos que el universo es cada vez más proclive a la vida, porque cada vez son más abundantes las sustancias químicas necesarias para la formación de mundos como la Tierra, y para la aparición de fenómenos complejos vinculados a la química del carbono. Esta visión en apariencia optimista se empaña en cuanto se profundiza un poco más en este asunto.

El material difuso interestelar a partir del cual se forman los sistemas estelares y planetarios no es infinito. Muchas galaxias han atravesado procesos de colisión y coalescencia que han inducido episodios de formación estelar eruptiva (*starbursts*) que han consumido toda su fase difusa y hoy son poco más que sistemas estelares envejecidos, en decadencia y condenados al cese de toda novedad compleja (véase la imagen de la página contigua). Otras galaxias, como la mayoría de las espirales y muchas irregulares, conservan un medio interestelar rico en gas, portador de elementos pesados y en el que se desarrollan procesos de formación estelar y reciclado de material enriquecido. Es el caso de nuestra Galaxia, así como de otras en nuestro entorno, como las de Andrómeda o del Triángulo, o las irregulares Nubes de Magallanes.



La interacción y choque entre galaxias suele provocar episodios masivos de formación estelar eruptiva, en los que una fracción enorme, si no la totalidad de la fase difusa de los sistemas que colisionan, se convierte en estrellas. En la imagen se aprecia el choque de galaxias de NGC 17, en la constelación de Cetus (la Ballena), a unos 250 millones de años-luz de distancia. Dos galaxias espirales culminan su coalescencia con un espectáculo de fuegos artificiales a escala cósmica.

Pero el tráfico en el seno de los grupos y cúmulos de galaxias es arriesgado, y se prevén colisiones intergalácticas en el curso de los próximos miles de millones de años, en el seno del Grupo Local, que podrían amalgamar las mayores espirales, en este caso nuestra Galaxia y la de Andrómeda, en un nuevo sistema elíptico, después de un episodio descomunal de formación estelar eruptiva que consumiría todo el gas restante. Tras un espectáculo glorioso de varios millones de años, el medio galáctico se tornaría estéril y ya no sucedería nada más interesante por el resto de la historia del cosmos.

Incluso en ausencia de choques intergalácticos, el medio difuso dentro de una espiral tiende a agotarse. Aunque las supernovas y las nebulosas planetarias entreguen al medio interestelar fracciones considerables del material original que captaron al formarse, a la larga no cabe eludir el agotamiento del gas disponible para formar más estrellas y sistemas planetarios.

En resumen, es probable que nos hallemos hoy, en este intervalo de varios miles de millones de años, en la época cósmica más floreciente para el desarrollo de la vida. Disfrutemos el presente, porque el porvenir cósmico se anuncia bastante más aburrido.

DOS SON MULTITUD

Hemos recorrido hasta aquí el camino de la evolución estelar considerando cada astro como un ente aislado. Sin embargo, también se ha comentado que, con cierta frecuencia, los procesos de contracción de las nebulosas protoestelares conducen a la aparición no de una sola estrella, sino de varias, normalmente dos de ellas que conforman un sistema estelar binario. Las dos componentes prosiguen su evolución desde un punto de partida común: igual edad e idéntica composición química. Sin embargo, cabe la posibilidad de que las dos estrellas hermanas posean masas distintas. Dado que la masa es el factor fundamental en la evolución de las estrellas, la posibilidad de tener un sistema binario con astros que evolucionen con ritmos diferentes abre multitud de posibilidades insospechadas.

Estrellas binarias

En astronomía observacional se suele hablar de *estrellas dobles*, pares de estrellas que aparecen sobre el cielo muy cercanas entre sí. En principio una estrella doble podría corresponder a un *par óptico*, y esto sucede en realidad con cierta frecuencia: dos estrellas aparecen alineadas con la línea visual trazada desde la Tierra, pero se hallan a distancias muy diferentes del Sol y no conforman un par físico. Pero en otras ocasiones puede darse el caso de que realmente se trate de dos estrellas vinculadas gravitatoriamente entre sí, de manera que giren alrededor del centro de masas común, siguiendo las leyes de la gravitación universal y en particular las leyes de Kepler del movimiento planetario. Son muchísimos los casos conocidos y confirmados de tales *sistemas estelares binarios*. Los primeros descubrimientos datan de la era gloriosa de los grandes observadores telescópicos, con Wilhelm (o William) Herschel (1738-1822) en lugar muy destacado. Herschel siguió un programa observacional a lo largo de muchos años orientado a intentar medir la distancia a las estrellas. No logró su objetivo central, pero en el curso de las observaciones consiguió demostrar que hay sistemas estelares binarios y que, efectivamente, sus componentes se mueven por el espacio tal y como sería de esperar a partir de la ley de la gravitación. El primer ejemplo lo ofreció la estrella Cástor, en Géminis, cuyas componentes principales giran una en torno a la otra cada cuatrocientos años, separadas una distancia igual a casi cien veces la que media entre la Tierra y el Sol.

En el mundo de las estrellas binarias reina una diversidad sorprendente. Se han detectado sistemas binarios con componentes parecidas en cuanto a masa, pero también muy diferentes. Asimismo se aprecia toda la variedad concebible en cuanto a separación entre componentes: desde los pares con estrellas tan distantes entre sí que su vínculo gravitatorio es débil, hasta las uniones tan estrechas que las dos componentes se tocan

He mirado más allá en el espacio
que ningún otro ser humano
anteriormente.

WILHELM HERSCHEL

LAS ESTRELLAS BINARIAS EN EL DIAGRAMA HR

Empleamos el diagrama HR de los cúmulos estelares como banco de pruebas de la evolución estelar. Pero si tan abundantes son los sistemas estelares binarios, podríamos correr el riesgo de cometer errores, dado que solemos interpretar estos diagramas como si solo estuvieran compuestos por estrellas aisladas. El influjo de la binariedad en el diagrama HR de los cúmulos estelares es bien conocido y, por supuesto, se trata de manera rigurosa en los estudios de agrupaciones estelares y de evolución estelar. Aunque es un aspecto que debe tenerse en cuenta, en realidad su impacto no es tan grande como podría temerse, por lo cual no se suele comentar a nivel divulgativo o introductorio. Pero hagámoslo aquí.

El factor f

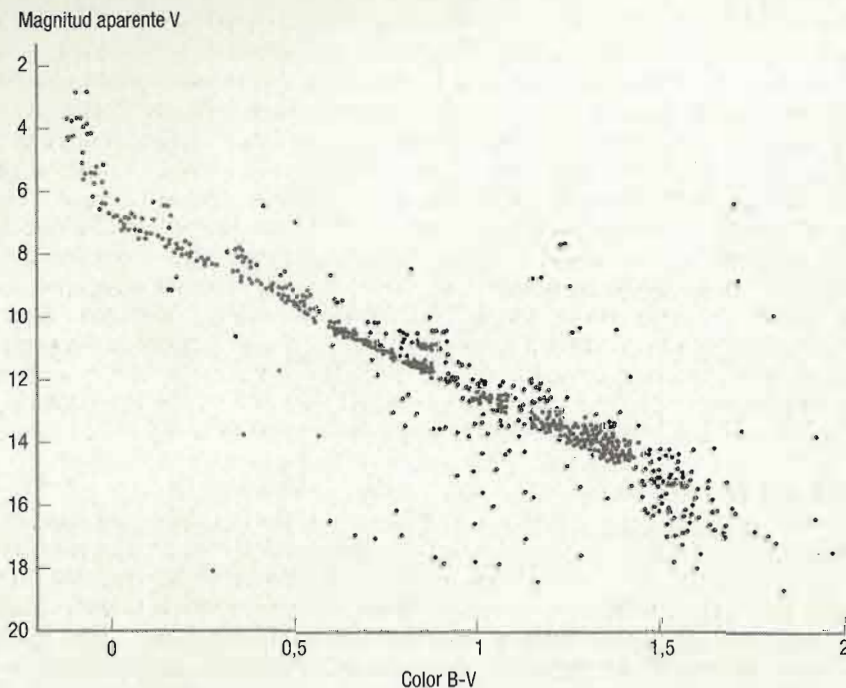
Partimos de la definición de magnitud estelar, que se define como un logaritmo decimal (\log_{10}) de la potencia o luminosidad de la estrella. Para una estrella aislada de luminosidad L , la magnitud sería $M = c - 2,5 \log_{10} L$. La constante c depende del filtro fotométrico y del sistema de unidades empleado. Supongamos ahora que esa misma estrella fuera acompañada por otro astro secundario con el que constituyera un sistema binario. Esto multiplicaría la luminosidad L por un determinado factor, llamémoslo f , que estaría comprendido entre 1, cuando la estrella principal está acompañada de una secundaria de luminosidad despreciable, y un máximo de 2, cuando la secundaria y la principal son de la misma masa. No hay que considerar factores superiores a 2 porque en ese caso el astro añadido pasaría a ser la estrella principal. Se deduce que al pasar de una luminosidad L a la luminosidad fL se pasa de la magnitud M a la magnitud $M' = c - 2,5 \log_{10} (fL) = c - 2,5 \log_{10} L - 2,5 \log_{10} f = M - 2,5 \log_{10} f$. Al variar f entre 1 y 2 se obtienen cambios de magnitud de entre 0 y 0,753. Por tanto, la binariedad «engrosa» la secuencia principal de los cúmulos estelares, y lo hace en un máximo de 0,753 magnitudes, siempre en el sentido de abrigar el resultado (reducir la magnitud) y con independencia del filtro fotométrico que se utilice (dado que la constante c no interviene).

El diagrama de las Pléyades

Veamos en la práctica cómo se plasma este efecto en el diagrama color-magnitud de un cúmulo estelar real (véase la figura). Tomemos como ejemplo las Pléyades, un cúmulo estelar situado a unos 510 años-luz, en la constelación de Tauro, también conocido como M45. Su diagrama color-magnitud exhibe una secuencia principal bien definida, que empieza a desviarse hacia la región de las gigantes (punto de abandono) hacia la magnitud 6, lo que a esa distancia indica una edad de unos 85 millones de años. En efecto, vemos que la secuencia principal tiene un determinado grosor. Pero también se aprecia que su estructura no es uniforme, sino que aparece «duplicada». Efectivamente, es un hecho observacional que en los sistemas binarios domina una tendencia muy marcada a favor de la igualdad de masas entre las componentes. Dicho de otro modo, aunque f puede adoptar todos los valores entre 1 y 2, predominan con diferencia los valores cercanos a $f=2$, de modo que la secuencia principal adopta este aspecto bifido, con una separación entre la secuencia de las simples y de las binarias isomásicas de 0,753 magnitudes.

Color y binarias

¿Y el color? En las binarias isomásicas ambas componentes tienen el mismo color, y solo en las binarias no equilibradas cabe esperar algún efecto cromático. Dado que la secundaria es menos luminosa, también será más ligera y por tanto más roja, de donde cabe esperar que en los puntos representativos de las binarias comprendidas entre ambas secuencias se produzca alguna desviación, muy pequeña, hacia la «derecha» (hacia colores con mayor longitud de onda, hacia temperaturas superficiales más bajas).



Fotometría de precisión del cúmulo estelar de las Pléyades, o M45, en la constelación de Tauro. Se aprecia una secuencia principal bien definida, con punto de abandono en torno a color $B-V=0$ y a magnitud visual aparente $V=6$. Sobre la secuencia principal de las estrellas simples se distingue con toda claridad la secuencia paralela de las binarias isomásicas, separada de la anterior por 0,753 magnitudes. La información de fotometría procede de la base de datos de estrellas en cúmulos WEBDA, de J.C. Mermillod.

realmente la una a la otra. En correspondencia con las leyes de Kepler, a todo este abanico de separaciones le corresponde una gran variedad de periodos orbitales, que van desde varios siglos para los pares más separados hasta tan solo días, o incluso horas, para los más apretados.

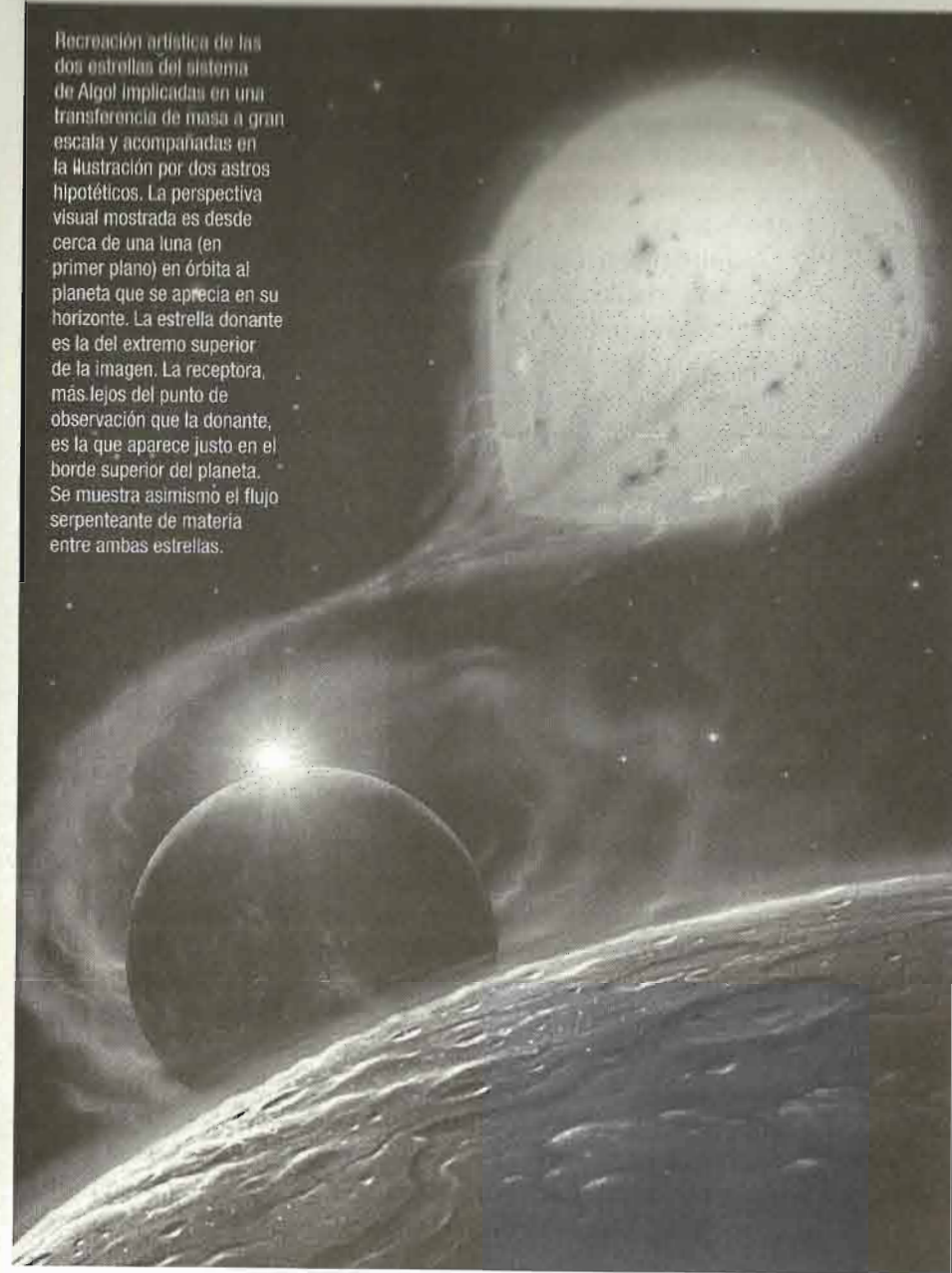
Los sistemas estelares binarios constituyen una fuente inagotable de información astrofísica. El movimiento relativo de las componentes aporta datos muy valiosos sobre la masa de los astros. De hecho, las mejores referencias sobre masas estelares proceden del estudio de este tipo de sistemas. Cuando el plano orbital de un sistema binario coincide con la línea visual desde la Tierra, entonces una componente eclipsa a la otra, y viceversa, en cada periodo orbital. El análisis detallado de estos sistemas de *binarias eclipsantes* permite deducir el tamaño relativo de cada una de las componentes, de donde se deducen a su vez valiosísimos datos sobre radios estelares.

La paradoja de Algol

Uno de los sistemas estelares binarios más estudiados a lo largo de la historia es el de Algol, la estrella beta de la constelación de Perseo (véase la imagen de la página contigua). Ofrece uno de los casos más claros de binaria eclipsante. Su estudio detallado fotométrico y espectroscópico convierte a Algol en uno de los sistemas estelares mejor caracterizados del universo.

En Algol encontramos una componente principal (es decir, la más brillante) de tipo espectral B8 y secuencia principal (clase V), con una compañera de tipo espectral K0 y clasificada en la clase de luminosidad de las subgigantes (clase IV). El sistema tiene un periodo de 2,867 días, una brevedad que ya indica que las componentes tienen que encontrarse bastante cercanas entre sí: entre los centros de ambas estrellas median poco más de 10 millones de kilómetros, la quinta parte de la distancia del Sol a Mercurio. En cada vuelta, una estrella tapa parcialmente a la otra y al cabo de medio periodo se produce el eclipse contrario. El sistema está a 90 años-luz del Sol.

Recreación artística de las dos estrellas del sistema de Algol implicadas en una transferencia de masa a gran escala y acompañadas en la ilustración por dos astros hipotéticos. La perspectiva visual mostrada es desde cerca de una luna (en primer plano) en órbita al planeta que se aprecia en su horizonte. La estrella donante es la del extremo superior de la imagen. La receptora, más lejos del punto de observación que la donante, es la que aparece justo en el borde superior del planeta. Se muestra asimismo el flujo serpenteante de materia entre ambas estrellas.

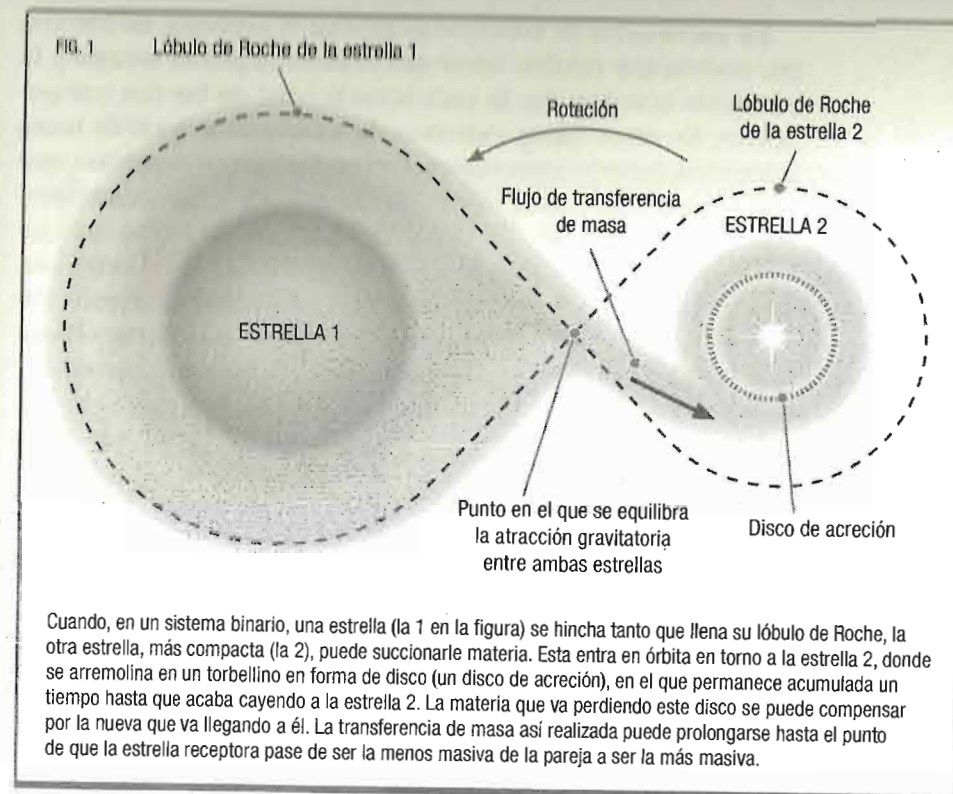


La estrella B8 consume hidrógeno en el núcleo y exhibe una temperatura superficial de unos 12 000 kelvins. En contraste, la subgigante K ya no experimenta fusión de hidrógeno en el núcleo, sino que posee un núcleo inerte de helio y las reacciones nucleares de hidrógeno suceden en una capa. Este astro tiene una temperatura superficial de 4 000 kelvins y su luminosidad asciende a tan solo el 4% de la de su compañera.

La medida de las masas de estas estrellas, lograda con una precisión extraordinaria gracias a las propiedades de este sistema binario, indica que la componente principal, la estrella de tipo B, tiene alrededor de 3,2 masas solares, mientras que la subgigante K tiene 0,70 masas solares.

Un momento. La estrella más ligera, con solo 0,70 masas solares, se encuentra en el estado evolutivo de las subgigantes, ha agotado ya el hidrógeno del centro y consume este elemento, para producir helio, en una capa en torno al núcleo. Ha abandonado ya la secuencia principal. En cambio, la componente más pesada, más de tres masas solares, todavía ocupa la secuencia principal y consume hidrógeno alegremente en su núcleo. Según todo lo aprendido hasta ahora, esta situación carece de sentido. Si las dos estrellas se formaron a la vez, y no es posible concebir otro escenario, la más masiva debería haber evolucionado antes, pero en Algol se observa lo contrario: el astro ligero muestra un estado evolutivo avanzado, mientras que el pesado se encuentra mucho más atrás. He aquí la *paradoja de Algol*.

La explicación de esta paradoja está en el carácter de sistema binario muy apretado. Las dos componentes se formaron a la vez y con la misma composición química. La más masiva de ellas adelantó, desde el punto de vista evolutivo, a la otra, y pasó de la secuencia principal a las distintas fases de gigante, con la consiguiente expansión de sus capas externas. Pero las capas externas expandidas crecieron tanto que alcanzaron el punto en el que se equilibra la atracción gravitatoria entre las dos estrellas; técnicamente se dice que el astro llenó su *lóbulo de Roche*, y empezó a verter material sobre el otro (figura 1). Se inició así un proceso de *intercambio de masa* que terminó por invertir la proporción de masas: la estrella que al principio era más masiva



se convirtió en la más ligera. Por tanto, la estrella K fue más pesada en otros tiempos, pero su progreso evolutivo condujo a esta transfusión sanguínea cósmica, que ha hecho engordar a su joven compañera, y aún lo hace, dado que se ha comprobado que el intercambio de masa todavía prosigue en Algol.

El caso de Algol da una idea de las consecuencias drásticas que la binariedad puede acarrear para la evolución estelar. La fauna estelar generada por los procesos de intercambio de masa incluye algunos de los objetos más exóticos del universo, con los sistemas llamados *separados* (ningún astro llena su lóbulo de Roche), *semiseparados* (uno de ellos lo llena) y *de contacto* (ambas estrellas llenan sus lóbulos y se tocan entre sí, compartiendo una atmósfera común).

En las binarias de contacto se producen procesos de fricción por mareas que pueden hacer que el sistema pierda energía y la evolución culmine con la coalescencia total de las dos componentes. En estos casos extremos de intercambio total de masa se produce un rejuvenecimiento integral de las dos estrellas, que pasan a conformar solo una, más masiva, pero en un estado evolutivo mucho más temprano del que le correspondería según su edad verdadera (tiempo desde la formación del par inicial). El resultado es una estrella *rezagada azul* (*blue straggler* en inglés), un exotismo que puede producirse también a través de otros mecanismos.

Si, como yo, llevas un anillo de oro, fue forjado en una explosión de supernova.

DAVID CHRISTIAN

En los cúmulos estelares las rezagadas azules (figura 2) aparecen como estrellas que hubieran quedado retrasadas en su evolución, porque ocupan aún la secuencia principal, por encima del punto de abandono, cuando sus compañeras de masas iguales o inferiores han iniciado ya el viaje al laberinto de las gigantes.

Sistemas con una componente compacta: novas y supernovas termonucleares

La evolución de una de las estrellas de un sistema binario puede conducir a la formación de un objeto compacto, como una enana blanca, una estrella de neutrones o, incluso, un agujero negro. Cuando se produce intercambio de masa en un sistema binario, desde un astro normal hacia un objeto compacto, se despliega todo un circo cósmico de resultados posibles.

Una gran categoría que encaja en este esquema es la de las estrellas *binarias de rayos X*. La caída de material desde la estrella normal hacia la componente exótica causa el calentamiento del gas y provoca la emisión de rayos X, con muchos resultados observacionales posibles (púlsares de rayos X, fuentes explosivas de rayos X, microcuásares, etc.). Los primeros candidatos a agujero negro se descubrieron en este tipo de sistemas.

FIG. 2

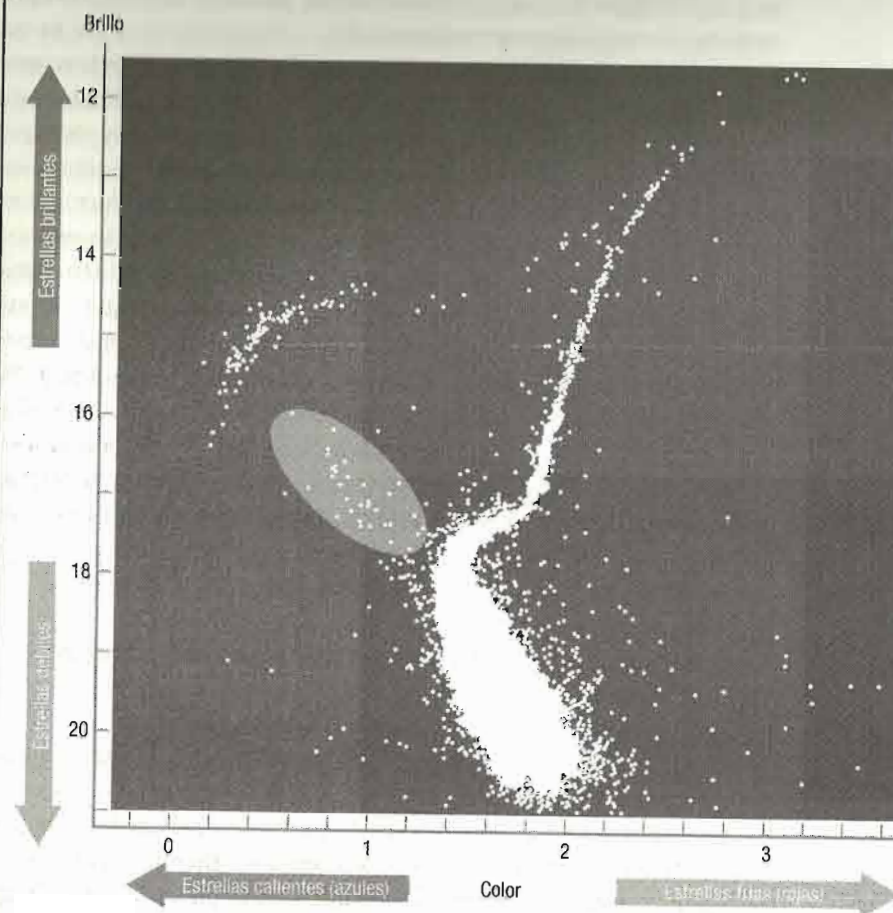


Diagrama color-magnitud del cúmulo globular M55, en Sagitario, a 17 300 años-luz de distancia del Sol. El brillo de las estrellas se expresa en forma de magnitud en el eje vertical, y el color en el horizontal. M55 cuenta con todos los rasgos característicos de un sistema estelar muy evolucionado, pero aparece una población destacada de estrellas que prolongan la secuencia principal hacia el lado azul, en el área sombreada ovalada que aparece en el sector izquierdo de la imagen: se trata de las estrellas rezagadas azules, rejuvenecidas (entre quizá otros motivos) como resultado de la coalescencia de binarias.

Mención especial merecen los sistemas en los que el objeto compacto es una enana blanca, porque ofrecen la clave de algunos de los misterios más persistentes de la historia de la astronomía: las novas y algunas supernovas.

Cuando una estrella normal transfiere materia a una enana blanca, el gas aportado puede acumularse sobre la superficie de esta última. La presión y la temperatura crecen en esa capa hasta que se alcanza el umbral de arranque de reacciones termonucleares de fusión de hidrógeno. Se produce así un destello que afecta solo a las capas exteriores de la enana blanca y que no destruye el sistema. Así se explican las explosiones estelares conocidas como novas (en sus variedades normales y «enanas»). Es habitual que las novas alcancen paroxismos de manera recurrente y casi periódica, puesto que tras cada explosión se inicia un proceso nuevo de acumulación de material que puede conducir a un nuevo estallido.

Cuando la enana blanca es rica en carbono y oxígeno y, además, el intercambio de masa se produce en condiciones tales que no se llega a desencadenar la combustión nuclear en superficie, entonces es posible que la enana blanca crezca hasta alcanzar una masa cercana al límite de Chandrasekhar. Alcanzado ese punto, el colapso subsiguiente desencadena una combustión nuclear masiva que afecta a toda la esfera de la enana blanca. El resultado es una supernova de tipo Ia (leído «uno-a»). Las supernovas Ia se diferencian de las supernovas gravitatorias en muchos aspectos observacionales y energéticos. Uno de sus rasgos más importantes lo constituye su carácter crítico: al tratarse de eventos que se desencadenan cuando la estrella compacta alcanza una masa límite definida por las leyes físicas, la explosión resultante tiene una intensidad determinada. Todas las supernovas de tipo Ia presentan la misma luminosidad, dentro de un rango estrecho, y que en el máximo alcanza alrededor de tres mil millones de veces la luminosidad normal del Sol. Esta calibración «natural» en brillo hace a las supernovas Ia muy útiles como patrones de luminosidad: cuando se observa una de estas explosiones, al comparar el brillo aparente con su brillo intrínseco conocido se puede deducir la distancia a su galaxia anfitriona, lo que proporciona un método muy potente para medir distancias a escalas cosmológicas.

ESTRELLAS VARIABLES

Que el firmamento es evolutivo y cambiante, en contra de lo que se había creído durante siglos, es algo que empezó a ponerse de manifiesto a partir del siglo XVI con el descubrimiento de las primeras estrellas variables. Entre ellas se contaban algunas estrellas que, como pudo comprobarse luego, no eran variables en realidad, sino binarias eclipsantes como Algol. Pero ya desde los primeros descubrimientos se puso de manifiesto que había astros variables cuyos cambios costaría explicar mediante eclipses. Efectivamente, existen estrellas que exhiben cambios intrínsecos de luminosidad, es decir, cuyo brillo varía de forma periódica por razones de física estelar.

Entre ellas destacan en astrofísica las *estrellas pulsantes*. Su carácter variable está relacionado estrechamente con los grandes principios que rigen la estructura estelar. En particular, la búsqueda del equilibrio hidrostático conduce a un equilibrio entre presión y gravitación que, en ciertos estados evolutivos, puede llevar a resultados no estables, sino oscilantes. Esto es debido a que hay ocasiones en que el aporte de energía no se invierte directamente en calentar y expandir el gas, sino que puede «consumirse» en alterar el estado de ionización de las capas externas, por ejemplo, lo que además altera su opacidad y por tanto su capacidad para absorber energía. El aumento de ionización vuelve más transparente al gas, lo que hace descender la propia ionización, de manera que se entra en un ciclo oscilante que se refleja en la forma de pulsaciones estelares y cambios periódicos de luminosidad, con periodos de entre horas y muchos meses, dependiendo del tipo concreto de estrella. Todas las estrellas pulsantes ocupan en el diagrama HR la llamada *banda de inestabilidad*.

El estudio de variables pulsantes es muy importante para el desarrollo de modelos de estructura estelar. Además, algunas de ellas, como las variables de los tipos RR Lyrae y las llamadas cefeidas, sirven como patrones de luminosidad, dado que existe una relación estrecha entre sus periodos de pulsación y sus luminosidades.

LA RELACIÓN PERIODO-LUMINOSIDAD DE LAS CEFIDAS

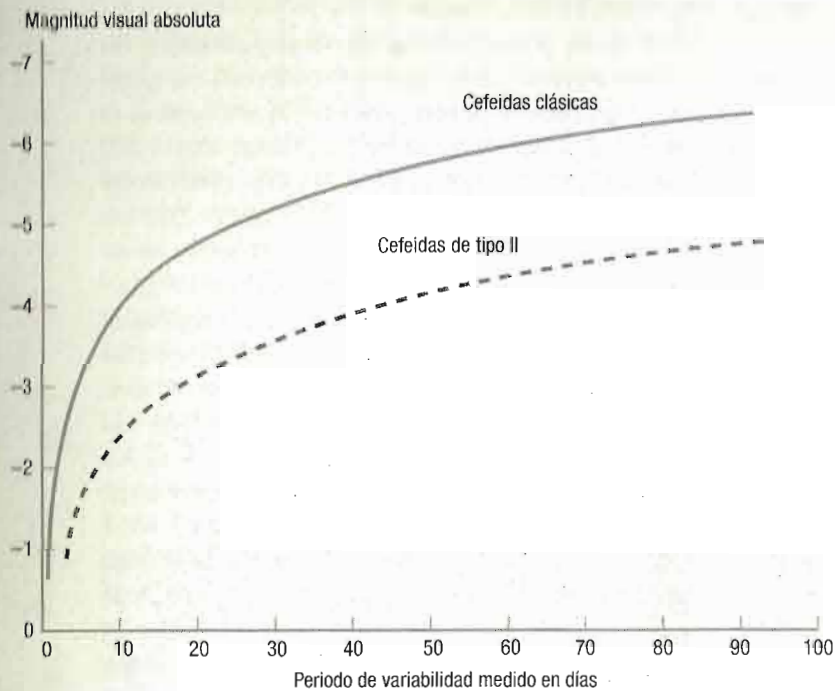
Quien no tema a las fórmulas puede divertirse jugueteando con la expresión numérica de esta ley. Su forma más frecuente para las estrellas variables cefeidas clásicas, da la magnitud visual absoluta de la estrella, M_v , a partir del periodo de variabilidad P medido en días:

$$M_v = -2,43 \log_{10} P - 1,62.$$

Si se mide la magnitud aparente de la estrella, V , se puede deducir la distancia en pársecs:

$$d = 10^{(V - M_v)/5}$$

RELACIÓN PERIODO-LUMINOSIDAD DE LAS CEFIDAS



La relación periodo-luminosidad de las cefeidas en forma gráfica, tanto para las cefeidas clásicas como para las de tipo II.

Para pasar de pársecs a años-luz hay que multiplicar por 3,26. A pesar de la importancia astrofísica de esta relación, aun impera una incertidumbre en sus detalles que hace que ciertos valores numéricos, o incluso la propia forma funcional de la relación, varíen de unas fuentes a otras. Por ejemplo, se encuentran con frecuencia valores más elevados para el factor del logaritmo decimal, que suelen ir acompañados de valores absolutos también mayores para el término aditivo negativo final. Es de esperar que esta incertidumbre, y la diversidad consiguiente, se reduzca en el futuro con el análisis de los resultados de la misión Gaia de la Agencia Espacial Europea.



Las cefeidas sirven como indicadores fiables de distancias cósmicas. Existe una relación estrecha entre su periodo de pulsación y su luminosidad, por lo que se puede determinar esta última a partir del primero, y entonces basta medir cuán debilitada llega a la Tierra la luz de una de ellas, para saber a qué distancia está. La imagen muestra la ubicación de una cefeida famosa (RS Pup) y la del Sol, en nuestra Galaxia.

PROBLEMAS ABIERTOS

El relato que hemos trazado a lo largo de este viaje podría dar la sensación de que el campo de investigación de la evolución estelar está cerrado. Aunque es cierto que se han logrado avances espectaculares desde la primera mitad del siglo xx, en realidad permanecen muchos misterios sin resolver, y aún queda recorrer un largo camino hasta alcanzar el sueño de Arthur Eddington de comprender «una cosa tan simple como una estrella».

La relación de cuestiones pendientes sería larga, casi inacabable, y la selección de los puntos más relevantes dependería sin duda del criterio y especialidad de la persona que la elaborara. Sin el más mínimo ánimo de exhaustividad, enumeramos ahora algunos de los problemas pendientes de la astrofísica estelar y la evolución estelar, centrados sobre todo en los asuntos tratados a lo largo de este texto.

Dos de las bestias negras de la física en general son la turbulencia y los campos magnéticos, así que cabe imaginar la complejidad de su combinación en la disciplina llamada *magnetohidrodinámica*. En diversas etapas de la evolución de las estrellas hay que enfrentarse a la turbulencia y el magnetismo, lo que torna ciertos problemas en laberintos endiablados, en particular en los procesos que conducen a la formación estelar. Siguiendo con las primeras etapas de la existencia de las estrellas, los procesos que se desarrollan en los discos protoplanetarios siguen planteando problemas no resueltos relacionados con los mecanismos de formación de planetas. Se sigue trabajando intensamente en el esclarecimiento de la función inicial de masas, es decir, cuántas estrellas se forman de cada masa en el colapso de una gran nube molecular. ¿Hasta qué punto la función inicial de masas es universal? Si no lo es, ¿de qué parámetros depende? ¿Cuál fue la función inicial de masas de la población III? ¿Dónde están las estrellas de la población III, o sus residuos? ¿Cuál es el verdadero límite superior para la masa de las estrellas más pesadas que se forman en la actualidad?

La misma evolución de las estrellas en fases menos turbulentas se enfrenta a problemas no resueltos. Los modelos tienen grandes

problemas para incluir de manera realista mecanismos como la rotación estelar, algo que podría parecer sencillo a primera vista pero que resulta de una complejidad abrumadora. La estructura interna de las estrellas no solo tiene la rotación como asignatura pendiente, sino que vuelve a toparse con la barrera de la turbulencia, en especial en los procesos de convección y mezcla, que hasta ahora se tratan de un modo decepcionantemente simplificado.

Algunas fases finales de la evolución estelar implican procesos de escalas temporales muy diversas, como los distintos *flashes* del helio o del carbono. Los procesos de pérdida de masa a través de vientos estelares distan mucho de estar esclarecidos, sobre todo para las estrellas más masivas. Dada la importancia de la masa a la hora de definir el destino de las estrellas, este aspecto se torna crucial en muchos casos.

Los fenómenos violentos de tipo nova y supernova se enfrentan también con dificultades no menores. La propagación de los frentes de combustión termonuclear en los fenómenos explosivos es de una complejidad insospechada, hasta el punto de que requiere para su modelado introducir conceptos de geometría fractal, por ejemplo. ¿Con qué frecuencia una explosión de supernova conduce a la formación de una estrella de neutrones, o a la de un agujero negro? ¿Cuál es la estructura interna de las estrellas de neutrones, y cuál es el verdadero valor del límite de Oppenheimer-Volkoff? ¿Existen objetos compactos de naturaleza intermedia entre los estados de estrella de neutrones y de agujero negro? ¿Cuáles son los detalles de las explosiones de hipernovas, que dan lugar a ciertos tipos de fuentes explosivas de rayos gamma?

La investigación en evolución estelar constituye una de las ramas de la física que ha logrado los éxitos más sorprendentes, continúa en plena ebullición y ofrece un terreno amplísimo para el avance desde todos los puntos de vista: observacional, teórico, incluso matemático. Por eso es seguro que nos esperan muchas sorpresas en este terreno, justo a la vuelta de la esquina.

- ASIMOV, I., *El Universo*, Madrid, Alianza Editorial, 2012.
- GALADÍ-ENRÍQUEZ, D., *La evolución del universo*, Barcelona, RBA, 2016.
- GALADÍ-ENRÍQUEZ, D., y GUTIÉRREZ, J., *Astronomía general: teoría y práctica*, Barcelona, Ediciones Omega, 2001.
- JUNGK, R., *Más brillante que mil soles*, Barcelona, Argos Vergara, 1976.
- LARA, L., *Introducción a la física del cosmos*, Granada, Editorial Universidad de Granada, 2007.
- LIPUNOV, V.M., *Estrellas de neutrones*, Moscú, Editorial URSS, 2012.
- LUQUE, B., BALLESTEROS, F., MÁRQUEZ, A. y OTROS, *Astrobiología: un puente entre el Big Bang y la vida*, Madrid, Ediciones Akal, 2009.
- MARTÍNEZ, V.J., MIRALLES, J.A., MARCO, E. y OTROS, *Astronomía fundamental*, Valencia, Publicacions de la Universitat de València, 2007.
- MURDIN, P., *Secretos del Universo: cómo hemos conocido el cosmos*, Madrid, Ediciones Akal, 2009.

NARLIKAR, J., *Las siete maravillas del cosmos*, Madrid, Cambridge University Press, 2000.
SEEDS, M.A., *Fundamentos de astronomía*, Barcelona, Ediciones Omega, 1989.

INDICE

- 47 Tucanae, cúmulo globular 93
- agua en el medio interestelar 65, 67, 80
- agujeros negros 10, 104, 128, 130-133, 135, 152, 159
supermasivos 133
- Aldebarán (Alfa Tauri) 51
- Algol (Beta Persei) 16, 148-151, 155
paradoja de 148, 150
- ALMA 78
- Altair (Alfa Aquilae) 51
- amoníaco en el medio interestelar 65, 80
- Arquímedes, fuerza de 41
- Arturo (Alfa Bootis) 51
- asociaciones estelares 77, 91
asymptotic giant branch véase rama
asintótica de las gigantes
- Atkinson, Robert d'Escourt 7, 8
- atmósfera estelar 48, 49, 59
- átomo, estructura del 9, 24-27, 38
- átomos, niveles de energía de los 39
- azufre 121, 123
- Balmer, serie de 50
- banda de inestabilidad 155
- Barnard, objetos de 77
- Bellatrix (Gamma Orionis) 51
- berilio 33, 99, 140
- Betelgueuse (Alfa Orionis) 51
- Bethe, ciclo de *véase* ciclo del carbono
- binarias 145, 147, 148, 152, 153, 155
(*véase también* sistemas binarios)
de rayos X 152
en el diagrama HR 146
isomásicas 146, 147
- blue stragglers véase* rezagadas azules
- Bok, glóbulos de 77
- bomba H 8, 32
- Brahe, Tycho 15, 19
- Bueno, Alberto 50
- Cannon, Annie Jump 49
- capas electrónicas 28, 29
- Carlos IV, *La familia de* 17
- cefeidas 155-157
relación período-luminosidad de las 156
- Chandrasekhar, límite de 108, 129, 134, 154

ciclo del carbono (ciclo CNO) 87-89,
97, 104, 112, 141
en el Sol 112
ciclotrón, radiación 46
clases de luminosidad 50, 51, 56, 59
CNO, ciclo *véase* ciclo del carbono
colapso gravitatorio 10, 70, 71, 74-77,
84, 124, 127, 135, 140, 154, 158
colisión de galaxias 74, 142-144
composición química de las estrellas
10, 19, 40, 41, 49, 59, 83, 90, 92, 98,
122, 123, 144, 150
continuidad, condición de 36
contracción gravitatoria 18, 20, 46, 77,
79, 80, 82, 84-86, 97, 98, 109, 120,
124, 129, 140, 144
convección, transporte de energía por
36, 37, 40, 41, 89, 159
corteza atómica 23-29, 31, 32, 38, 41, 46
cuerpo negro 9, 34, 41-46, 48, 49, 51-
55, 59
cúmulos estelares 10, 11, 45, 91, 92,
102, 146, 147, 152
abiertos 77, 91-93
diagramas HR de 92, 94, 102, 104, 146
globulares 91-93, 104, 105, 141, 153

Darwin, Charles 8, 18
deuterio 33, 82, 83
diagrama color-magnitud *véase*
Hertzsprung-Russell, diagrama
diente de león (*Traxacum officinale*)
24, 25, 28, 31
Doppler, efecto 60

ecuación de estado 36-39, 100
Eddington, Arthur 40, 43, 54, 158
El rey león (película) 34
electrón
carga del 24, 25
masa del 24
elementos químicos 19, 26, 27, 30, 33,
87, 106, 122, 123, 127, 128, 140, 142
enanas
blancas 10, 39, 51, 58, 59, 103, 104,
106-108, 110, 111, 113, 115, 120,
129, 130, 131, 134, 139, 141, 152,
154
marrones 50, 82, 83

energía
conservación de la 16, 36
potencial 18, 20, 80, 84, 140
transporte de 36, 40, 41, 89
ensanchamiento rotacional 60
entropía 16
equilibrio
estadístico nuclear 127
hidrostático 34, 35, 155
escalas temporales 90, 91, 111, 159
espectro estelar 10, 47-50, 59, 60, 83
espectroscopia 19
estado
excitado 30
fundamental 29-31
estimación fotométrica de distancias
92
evolución
biológica 8, 16, 18, 19
química del universo 87, 140

Fabrizius, David 15
fijas, estrellas 15
firmamento 15, 155
flash
del carbono 101, 159
del helio 100, 104, 109-111, 114,
115, 159
flujos bipolares 77, 79, 80
formación estelar
automantenida 74
eruptiva (*starbursts*) 74, 142-144
fósforo 121, 142
fotodesintegración 121, 122, 127
fotones 29-31, 34, 41, 47, 48, 87, 88, 121,
124, 127
fotosfera 47-49, 54, 84, 98
frecuencia 43, 44, 60
fuente explosiva de rayos gamma
(GRB) 128, 159
fuerzas nucleares (fuerte y débil) *véase*
interacciones nucleares (fuerte y
débil)
fullerenos 65
fusión/combustión termonuclear
de helio en capa 100
de hidrógeno en capa 112, 114
del carbono 101, 102, 120
del helio 99-102, 104, 115, 120

del hidrógeno 93, 93, 93, 96, 99, 94,
97-102, 104, 113, 120, 122, 159,
154
del neón 120, 121
del oxígeno 120, 121
del silicio 120, 122, 123
nuclear 8, 19, 32, 34, 40, 78, 80, 88,
103, 127, 130, 154, 159

Gaia, misión espacial 157
gamma ray burst (GRB) *véase* fuente
explosiva de rayos gamma
gas 30, 31, 35, 66-68, 70, 71, 74, 78, 81,
140, 142, 144, 152, 154, 155
ideal 36-39
ionizado 48, 49, 66, 103
molecular 64, 65, 71, 91
gigantes rojas 39, 59, 76, 99, 102, 103,
106, 110, 113, 114, 130
Goya y Lucientes, Francisco de 17
gránulos interestelares 67
GRB *véase* fuente explosiva de rayos
gamma

Halley, Edmond 16
Haro, Guillermo 79
Harvard, clasificación de 49, 50
Hayashi, Chiushiro 84
trayectoria de 80, 84-86, 92, 109,
110, 111
helio, abundancia en el universo del
22, 99
Helmholtz, Hermann von 21, 135
Heney, trayectoria de 85, 111
Herbig, George 79
Herbig-Haro, objetos de 79, 81
Herschel, William (Wilhelm) 145
Hertzsprung, Ejnar 54, 56
Hertzsprung-Russell (HR), diagrama
de 47, 54-59, 84-86, 92, 94, 99, 100,
102, 104-106, 108-110, 146, 153,
155
HH 212 (objeto de Herbig-Haro) 81
hidrógeno, abundancia en el universo
del 22
neutro 64-66
hidroxilo 65, 80
hierro 122-124, 126, 134, 142
pico del 123

horizontal branch véase rama
horizontal
horizonte de sucesos 135
Houtermans, Fritz 7, 8, 11

índice de color 56, 57
interacciones nucleares fuerte y débil
26, 32
intercambio de masa en sistemas
binarios 150-152, 154
ionización 31, 38, 66, 84, 155
isótopos 26-28, 32, 33, 82, 122, 127

Jeans
masa de 75
radio de 75

Kelvin, lord (William Thomson) 18,
19, 21
Kepler, leyes de 145, 148

lámparas incandescentes 53
límite
de Chandrasekhar *véase*
Chandrasekhar, límite de
de Oppenheimer-Volkoff *véase*
Oppenheimer-Volkoff, límite de
líneas espectrales 31, 48-50, 59, 60, 66, 67
litio 33, 82, 83, 111, 140
Lockyer, Norman 20, 21
longitud de onda 29-31, 43-45, 48, 49,
52, 55, 60, 66, 67, 147
lugar geométrico planckiano 53, 54
luminosidad 21, 50, 51, 56-60, 84-86,
88-91, 99-102, 108-115, 146, 148, 150,
154-157

M5 (cúmulo globular) 104, 105
M55 (cúmulo globular) 153
magnesio 101, 102, 106, 120-122
magnetismo 71, 158
magnitud absoluta 57
masa estelar 36, 86, 104, 148
máser 10, 80
materia
degenerada 36, 39, 100
degenerada relativista 39
medio interestelar 10, 63-65, 68, 70, 72,
74, 81, 106, 123, 141, 142, 144

Megrez (Delta Ursae Majoris) 51
 microcuásares 152
 Mira Ceti (Ómicron Ceti) 16
 modelos estelares 39, 141
 Montanari, Geminiano 15

Nature (revista) 22
 nebulosa anular de la Lira 107
 nebulosas
 planetarias 10, 102-104, 106, 107,
 113, 120, 128, 130, 131, 144
 protoestelares 77-80, 84, 85, 140,
 144
 neón 100-102, 106, 120, 121, 123
 neutrinos 34, 87, 88, 124, 127, 128
 neutrón 25-28, 33, 39, 82, 86, 101, 124,
 127-129, 134
 masa del 25
 neutrones, estrellas de 10, 47, 104, 108,
 124, 128-131, 134, 152, 159
 NGC 17 (choque de galaxias) 143
 NGC 7331 (galaxia) 72
 NGC 7340 (galaxia) 72
 novas 15, 152, 154, 159
 Nubes de Magallanes 70, 125, 142
 nubes moleculares 64, 65, 67, 70, 71,
 74-76, 78-80, 130, 158
 núcleo atómico 8, 19, 23-26, 28, 32, 38,
 39, 42, 46, 48, 97, 103, 106, 122, 124,
 129, 134
 nucleosíntesis primordial 140
 número
 atómico 27, 28, 33
 máscico 28

 objetos
 HH véase Herbig-Haro, objetos de
 subestelares de masa planetaria 83
 Oppenheimer-Volkoff, límite de 135, 159
 oxígeno 22-24, 87, 88, 100-102, 104, 106,
 115, 120, 121, 123, 142, 154

 paradoja del joven Sol débil 112, 113
 Payne, Cecilia 19, 22
 Pickering, Edward 49
 Planck, Max 34, 43
 ley de 9, 44, 52, 53
planckian locus véase lugar geométrico
 planckiano

Pléyades 93, 146
 diagrama HR de las 146, 147
 poblaciones estelares 140
 I 141
 II 141
 III 140, 141, 158
 polvo interestelar 64, 67, 70
 positrón 33, 86, 127
 proceso triple alfa 99, 101
 protoestrellas 76-82, 84, 85, 110, 130
 protón 9, 25-28, 33, 38, 46, 47, 66, 82,
 85-87, 99, 101, 124, 127, 134, 140
 carga del 25
 masa del 25
 protón-protón (pp), cadenas 86-88, 90,
 97, 104, 112, 141
 pulsantes, estrellas 155
 púlsares 134
 de rayos X 152
 punto de abandono 102, 104, 105, 146,
 147, 152

 R Coronae Australis (región de
 formación estelar) 68
 radiación 9, 10, 20, 29, 30, 34, 36-38,
 40-43, 46, 48, 52, 65, 67, 74, 75, 80,
 84, 89, 90, 102, 103, 112, 115, 134,
 135, 140, 141
 electromagnética 29, 41, 42, 52, 67
 gamma 29, 34, 128, 159
 transporte de energía por 36, 41
 rama
 asintótica de las gigantes 101, 104,
 105, 110, 115
 de las gigantes 99, 102, 104-106, 110,
 113, 114
 de las subgigantes 104
 horizontal 100, 101, 104, 105, 110,
 114
 reacciones nucleares (dependencia con
 la temperatura) 39, 82, 90, 97
 recombinación 141
red giant branch véase rama de las
 gigantes
 Régulo (Alfa Leonis) 51
 reionización 141
 relación periodo-luminosidad de las
 cefeidas 156
 remanente de supernova 125-128

rezagadas azules (*blue stragglers*) 11,
 152, 153
 Roche, lóbulo de 160, 151
 Rodríguez Hidalgo, Inés 17
 RR Lyrae, estrellas 155
 Russell, Henry Norris 19, 21, 22, 54,
 56, 112

 Schwarzschild, radio de 133
 secuencia principal 58, 59, 85, 86, 88-
 90, 92, 98, 99, 102-105, 109-113, 146-
 148, 150, 152, 153
 tiempo de permanencia en la 89
 Seeds, Michael 24
 silicio 120-123, 142
 sincrotrón, radiación 10, 46, 134
 Sirio (Alfa Canis Majoris) 51
 sistemas binarios 10, 60, 137, 144-146,
 148, 150-152
 de contacto 151, 152
 semiseparados 151
 separados 148, 151
 sodio 101, 102, 120, 123
 Sol 8, 10, 18-21, 35, 47, 48, 51, 53, 55-59,
 63, 68, 71, 76, 77, 82, 85, 88-90, 93,
 95, 103, 108-115, 119, 129, 132, 133,
 139, 142, 145, 148, 157
 edad del 108
 futuro del 95, 103, 139
starburst véase formación estelar
 eruptiva
 Strömgren, esfera de 66
sub-giant branch véase rama de las
 subgigantes

subgigantes 51, 104, 105, 148, 150
 supergigantes 51, 58, 59, 101
 supernova de Tycho 15
 supernovas 10, 74, 104, 125, 127, 131,
 141, 144, 152, 154, 159
 gravitatorias 124, 126, 128-130, 154
 Ia 154
 termonucleares 11, 152

 T Tauri, estrellas de tipo 85
 temperatura
 de color correlacionada 54
 efectiva 54-56, 109, 112
 termodinámica 9, 16, 18, 20, 21, 37, 42,
 44, 52
 Thomson, William véase Kelvin, lord
 tipos espectrales 47, 49-52, 56, 57, 66,
 67, 89-91, 148
 triple alfa, proceso véase proceso triple
 alfa
 turbulencia 71, 75, 76, 78, 158, 159
turn-off point véase punto de
 abandono

 Van der Waals, ecuación de 37
 variables, estrellas 16, 155, 156
 Vega (Alfa Lyrae) 51
 velocidad de escape 132, 133, 135
 virial, teoremas del 84
 visión humana 7

 Wien, ley de 44, 45, 52, 53
 Yerkes, clasificación de 50, 51, 59

La evolución estelar

Los seres humanos estamos aquí gracias a generaciones de estrellas antiguas, ya desaparecidas, que fabricaron el material que nos compone. Las estrellas se forman a partir de nebulosas interestelares, emiten energía mediante reacciones de fusión termonuclear durante millones de años y luego desaparecen en procesos violentos y variados. El ciclo de formación y destrucción de las estrellas proporciona al cosmos los elementos químicos pesados de los cuales depende la existencia de planetas como la Tierra, y de la vida que los habita.

David Galadí-Enríquez es divulgador científico y astrónomo residente en el Observatorio Astronómico de Calar Alto.